

VISIT...

LANZAROTE
Caliente.COM

В. П. ЦЕСЕВИЧ

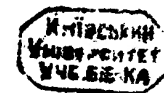
52
Цесев

ЧТО И КАК НАБЛЮДАТЬ НА НЕБЕ

Руководство к организации
и проведению любительских наблюдений
небесных тел

ИЗДАНИЕ ШЕСТОЕ,
ПЕРЕРАБОТАННОЕ

1005923



93

92



МОСКВА «НАУКА»
ГЛАВНАЯ РЕДАКЦИЯ
ФИЗИКО-МАТЕМАТИЧЕСКОЙ ЛИТЕРАТУРЫ
1984

3

Цесевич В. П.
Ц 49 Что и как наблюдать на небе. — 6-е изд., перераб. — М.: Наука. Главная редакция физико-математической литературы, 1984 — 304 с.

Книга является пособием к организации любительских научных наблюдений небесных светил. Содержит описание звездного неба, основных понятий астрономии и астрофизики, освещает современные данные о телах Солнечной системы (Луне, планетах, Солнце) и звездах. Систематически излагаются способы наблюдений, доступные любителю астрономии, и обработки этих наблюдений.

Ц 1705000000 — 094
053(02)-84 180-84

ББК 22.6
52

Владимир Платонович Цесевич
ЧТО И КАК НАБЛЮДАТЬ НА НЕБЕ

Редактор М. М. Дагаев

Техн. редактор И. Ш. Аксельрод.

Корректор И. Я. Кристаль

ИБ № 12497

Сдано в набор 15.11.83. Подписано к печати 24.05.84. Т-09789. Формат 60×90^{1/16}. Бумага типографская № 3. Обыкновенная гарнитура. Высокая печать. Условн. печ. л. 19. Усл. кр.-отт. 19.5. Уч.-изд. л. 20.54. Тираж 120 000 экз. (3-й завод 80 001—120 000 экз.). Заказ № 881. Цена 80 коп.

Издательство «Наука»
Главная редакция физико-математической литературы
117071, Москва, В-71, Ленинский проспект, 15

4-я типография издательства «Наука». 630077, Новосибирск, 77, Станиславского, 25.

Ц 1705000000 — 094
053(02)-84 180-84

© Главная редакция
физико-математической литературы
издательства «Наука», 1979 г.,
с изменениями 1984 г.

ОГЛАВЛЕНИЕ

Имело предисловия	5
Глава I. Прогулка по звездному небу	9
§ 1. Околополюсные звезды (9). § 2. Звезды экваториальной области (19). § 3. Названия созвездий, принятые в астрономии (34). § 4. Заключение (36).	
Глава II. Основы математической астрономии	37
§ 5. Небесные координаты (37). § 6. Суточное вращение небесной сферы (41). § 7. Экваториальная система координат (43). § 8. Звездные карты и атласы (45). § 9. Эклиптика (48). § 10. Эклиптикальные координаты (49). § 11. Предварение равноденствий (прецессии) (49). § 12. Время и способы его измерения. Звездное время (53). § 13. Истинное солнечное время (54). § 14. Среднее солнечное время (55). § 15. Поясное, всемирное и декретное время (57). § 16. Перевод среднего времени в звездное и обратно (58). § 17. Астрономические ежегодники (61). § 18. Юлианские дни и доли суток (63). § 19. Определение и «хранение» времени (64). § 20. Основы сферической тригонометрии (66). § 21. Преобразование горизонтальных координат в экваториальные и обратно (68). § 22. Второй астрономический треугольник (71). § 23. Галактические координаты (72). § 24. Третий астрономический треугольник (73). § 25. Приближенное определение географических координат (74). § 26. Заключение (77).	
Глава III. Основы астрофизики	78
§ 27. Зрительная труба (78). § 28. Рефлекторы (83). § 29. Установка телескопов (85). § 30. Уход за телескопом (90). § 31. Фотографирование небесных светил (92). § 32. Светофильтры и их применение (97). § 33. Основы астрофотометрии. Звездные величины (99). § 34. Основы астропектроскопии (103). § 35. Методы радиоастрономии (110).	
Глава IV. Солнечная система	112
§ 36. Обзор Солнечной системы (112). § 37. Особенности видимого движения планет (115). § 38. Земля и ее окрестности (118). § 39. Луна (121). § 40. Что наблюдать на Луне (131). § 41. Лунные затмения (133). § 42. Меркурий (135). § 43. Венера (137). § 44. Марс (144). § 45. Юпитер и его система (151). § 46. Сатурн и его система (158). § 47. Уран (162). § 48. Нептун (164). § 49. Плутон (165). § 50. Физические свойства астероидов (166). § 51. Кометы и их наблюдения (168). § 52. Диффузные объекты Солнечной системы (173).	
Глава V. Метеоры и их наблюдения	175
§ 53. Визуальные наблюдения метеоров (177). § 54. Фотографические наблюдения метеоров (181). § 55. Вычисление положения радианта (184). § 56. Корреспондирующие наблюдения. Определение высот (186). § 57. Метеорные следы (189). § 58. Болиды и метеориты (193).	

Глава VI. Солнце	195
§ 59. Общие сведения о Солнце (195). § 60. Вид поверхности Солнца и его осевое вращение (199). § 61. Проблема Солнце — Земля (204). § 62. Солнечные затмения и их наблюдения (206).	
Глава VII. Мир звезд	207
§ 63. Расстояния до звезд (207). § 64. Светимости звезд (208). § 65. Спектральная классификация звезд (210). § 66. Цвет и температура звезд (212). § 67. Радиусы звезд (213). § 68. Двойные звезды и звездные массы (215). § 69. Диаграмма «спектральный класс — светимость» (219). § 70. Рассеянные звездные скопления и звездные ассоциации (225). § 71. Шаровые звездные скопления (229). § 72. Галактическая диффузная материя (231). § 73. Млечный Путь и строение Галактики (239). § 74. «Большая Вселенная» (244).	
Глава VIII. Переменные звезды и способы их наблюдений	251
§ 75. Затменные переменные звезды (251). § 76. Пульсирующие звезды (255). § 77. Врывающиеся звезды (262). § 78. Переменность молодых звезд (267). § 79. Рентгеновские переменные звезды (269). § 80. Способы наблюдения переменных звезд (273). § 81. Построение кривой блеска (276). § 82. Вычисление возрастов наблюдений (281). § 83. Первичное определение периода (282).	
Дополнение I. Способ наименьших квадратов	284
Дополнение II. Рекомендации наблюдателям переменных звезд	288
Приложения	291

Памяти дочери Марины, погибшей во время блокады Ленинграда при обстреле детской больницы фашистскими варварами, посвящает

Автор

ВМЕСТО ПРЕДИСЛОВИЯ

Астрономия — одна из самых увлекательных наук. Возникла она в те далекие времена, когда еще не существовало письменности. Практическая деятельность человека, его борьба с могучими силами природы привела к накоплению первых научных сведений, систематизация которых и породила различные науки. Астрономия возникла раньше других наук: «Сперва астрономия, которая уже из-за времен года абсолютно необходима для пастушеских и земледельческих народов»^{*)}.

Наблюдая звездное небо, подмечая закономерности в видимом движении небесных светил, человек научился измерять время и создавал первый прообраз календаря. Собрав же достаточное количество разнообразных наблюдений, древние ученые пытались установить их взаимосвязь и построить стройную картину мира, познать строение Вселенной. Однако мир человека замыкался тогда в узких рамках. Ему казалось, что Земля — неподвижный центр мира, что все небесные светила прикреплены к небесам и движутся вокруг Земли. Возникла так называемая геоцентрическая система мира, которую впоследствии связали с именем ее завершителя, древнегреческого ученого Птолемея (II в. нашей эры).

Облакаясь силой природы, человек слагал легенды о богоравных героях, о борьбе богатырей с чудовищами и «населял» звездное небо персонажами этих легенд, называя их именами созвездий. Так возникло античное разделение неба на участки, в основном сохранившиеся в науке и до наших времен. Оно также было связано требованиями практической деятельности человека: надо было ориентироваться на местности, находить верный путь при переходах через пустыни и при морских путешествиях.

^{*)} Энгельс Ф. Диалектика природы. — М.: Госполитиздат, 1963, с. 157.

Геоцентрическая система мира неверно отражала строение Вселенной. Однако она была узаконена религией, и понадобилось много веков длительной борьбы против реакционного мировоззрения, прежде чем человек уяснил истинное строение мира. И вот тогда перед человечеством открылась грандиозная картина строения Вселенной.

Астрономы установили, что Солнце более чем в миллион раз превосходит Землю по объему, что его могучее притяжение удерживает около него девять больших планет и множество более мелких небесных тел, что Земля — одна из движущихся вокруг Солнца планет.

Затем было установлено, что огромное, раскаленное и испускающее потоки излучения Солнце — сравнительно маленькая звезда и кажется нам ослепительно ярким только потому, что оно близко к нам. Звезды же, удаленные от нас на такие расстояния, которые лучи света преодолевают на протяжении многих лет, кажутся нам слабо светящимися, в то время как многие из них светят в тысячи раз ярче Солнца!

Внимание человека привлекала и туманная светящаяся полоса Млечного Пути. Особенно красив Млечный Путь, наблюдаемый в самый разгар лета в южной части неба. Оказалось, что Млечный Путь — это основная часть огромной звездной системы — Галактики, состоящей из многих миллиардов звезд, и что Солнце — одна из многочисленных звезд, входящих в эту систему. Размеры же Галактики поистине грандиозны: луч света пересекает ее в течение почти ста тысяч лет.

Наблюдения показали, что помимо звезд на небе видны слабо светящиеся туманные пятна; было установлено, что очень многие объекты, кажущиеся туманными пятнами, а в действительности состоящие из звезд, расположены в мировом пространстве далеко за пределами Галактики. Каждая из таких «туманностей» — равноправная самостоятельная галактика. Тщательное исследование мирового пространства показало, что в доступной наблюдениям части Вселенной заключены сотни миллионов галактик, подобных нашей или похожих на нее. До середины нашего столетия астрономия оставалась наукой наблюдательной. Астрономы развивали те или иные теории, проверяли их наблюдениями, но не имели возможности проводить непосредственных экспериментов.

Историческая дата — 4 октября 1957 г. — возвестила начало новой эры в истории человечества, эры активного проникновения человека в космос и вмешательства в его судьбу. В этот день

советские люди впервые преодолели силу земного притяжения и вывели на околоземную орбиту первый искусственный спутник Земли. Родилась заатмосферная экспериментальная космическая астрономия. Началась эпоха межпланетных перелетов. Навсегда останутся в памяти людей имена Ю. А. Гагарина — первого космонавта, преодолевшего земное притяжение, А. А. Леонова — первого, кто вышел в открытый космос, Армстронга и Олдрина — первых ступивших на поверхность Луны. Разве не удивительны приборы-автоматы, запущенные человеком в космос, разгадавшие тайны Меркурия, Венеры и Марса, и замечательные луноходы, долгое время бороздившие поверхность Луны, производя сложнейшие измерения? А те орбитальные астрономические обсерватории, на которых несут вахту земляне, познавая тайны космоса?

Потеряла ли наземная наблюдательная астрономия свое значение?

Конечно, нет! И никогда не потеряет, хотя бы потому, что и тем наблюдениям, которые систематически выполняются в наземных обсерваториях, добавятся наблюдения движения космических кораблей.

Наземная астрономия обладает одной характерной особенностью. Для многих наблюдений и исследований, имеющих большое научное значение, не нужны мощных, сложных и дорогих инструментов. Выполнение некоторых наблюдений доступно и любителям астрономии, не располагающим большими телескопами. Многие важные открытия сделаны любителями.

Любители астрономии, гимназисты А. Борисяк и А. Барановский первыми в мире открыли в 1904 г. вспыхнувшую новую звезду в созвездии Персея. То же самое повторилось в 1920 г., когда юный советский любитель астрономии, наблюдатель переменных звезд В. Ожухин обнаружил вспышку яркой новой звезды в созвездии Лебеди. Вспышки новых звезд — исключительно важные события, которые тщательно изучаются астрофизиками, и чем скорее они узнают о появлении новой звезды, тем полезнее это для науки. Для открытия же новой звезды часто не надо даже телескопа. Необходим систематический обзор звездного неба и хорошее знание созвездий. Да не обидятся астрономы-профессионалы, но астрономы-любители часто знают звездное небо лучше них.

Такие же систематические обзоры вечернего и утреннего неба приводят к открытию новых комет, что также очень важно для науки.

Но не только такие открытия могут быть сделаны любителями астрономии. Им доступны исследования переменных звезд. Многие из современных выдающихся исследователей переменных звезд начали свою деятельность в качестве любителей астрономии и уже на ранних этапах деятельности выполнили немало ценных работ. Эта область звездной астрономии продолжает оставаться широким полем деятельности для астрономов-любителей.

Существенных результатов добились советские исследователи метеоров — падающих звезд. Богатейшие архивы визуальных наблюдений метеоров, созданные этими энтузиастами, пользуются мировой известностью. Деятельность симферопольской группы любителей астрономии показала, что любителям доступны и более сложные наблюдения метеоров — их спектрографические и фотографические исследования.

Нашей молодежи широко открыта дорога в науку, нужны лишь стремление и любовь к систематическому труду. Среди наших школьников всегда выделяются такие, которые интересуются проблемами Вселенной глубже, чем их товарищи. Эти молодые энтузиасты могут принести большую пользу науке о небе. Для них я и пишу эту книгу. Должен предупредить, что книга написана не с целью развлечения, в ней не все легко понять, если не проделать ряд выводов с карандашом в руке, на листе бумаги.

Глава I

ПРОГУЛКА ПО ЗВЕЗДНОМУ НЕБУ

Первая задача начинающего любителя астрономии состоит в изучении звездного неба. Эта задача не столь проста, так как на всем звездном небе невооруженный глаз видит более пяти тысяч звезд и сначала кажется, что разобраться в замысловатом звездном узоре очень трудно. Чтобы облегчить эту задачу, все звездное небо еще в глубокой древности было разделено на условные группы звезд — созвездия, а многие яркие звезды получили собственные имена.

Прежде чем переходить к систематической экскурсии по звездному небу, сделаем несколько предварительных замечаний. Знакомящийся с небом наблюдатель может обнаружить не нанесенную на карту звезду. Не торопитесь с заключением, что вспыхнула новая звезда. Может быть, это одна из пяти ярких планет — «блуждающих» небесных светил. Планеты Меркурий и Венера, в зависимости от их положений на орбитах, наблюдаются или вечером после захода Солнца в западной стороне неба, или утром перед его восходом в восточной стороне небосвода. Остальные три планеты, также в зависимости от их положения на орбитах, могут наблюдаться в любое время ночи. Наиболее яркая из них, планета Юпитер, посылает ровный немерцающий желтоватый свет, Марс выделяется своим красноватым блеском, а Сатурн обладает матовым блеском, с легким свинцовым оттенком. Обнаружив на небе «блуждающую» звезду, проверьте, не планету ли вы наблюдаете. Как выполнить эту проверку, будет рассказано дальше (§ 17).

На звездном небе мы видим звезды различного блеска. Самые яркие из них считаются звездами нулевой величины, а самые слабые, еще видимые невооруженным глазом, — звездами шестой величины. Таким образом, говоря о звездной величине, мы имеем в виду не размеры звезды, а ее блеск. На приведенных ниже звездных картах размеры кружков, изображающих звезды, характеризуют их блеск.

§ 1. Околополюсные звезды

Каждый из читателей, по всей вероятности, знает семь звезд созвездия Большой Медведицы. Они образуют фигуру, напоминающую ковш (рис. 1). Около звезд на рисунке написаны греческие буквы, так как в астрономии принято обозначать яркие

звезды буквами греческого алфавита (а если их не хватает, то и малыми буквами латинского алфавита). Семь звезд Большой Медведицы обозначаются буквами α (альфа), β (бета), γ (гамма), δ (дельта), ϵ (эпсилон), ζ (дзета) и η (эта). Рядом с ζ Большой

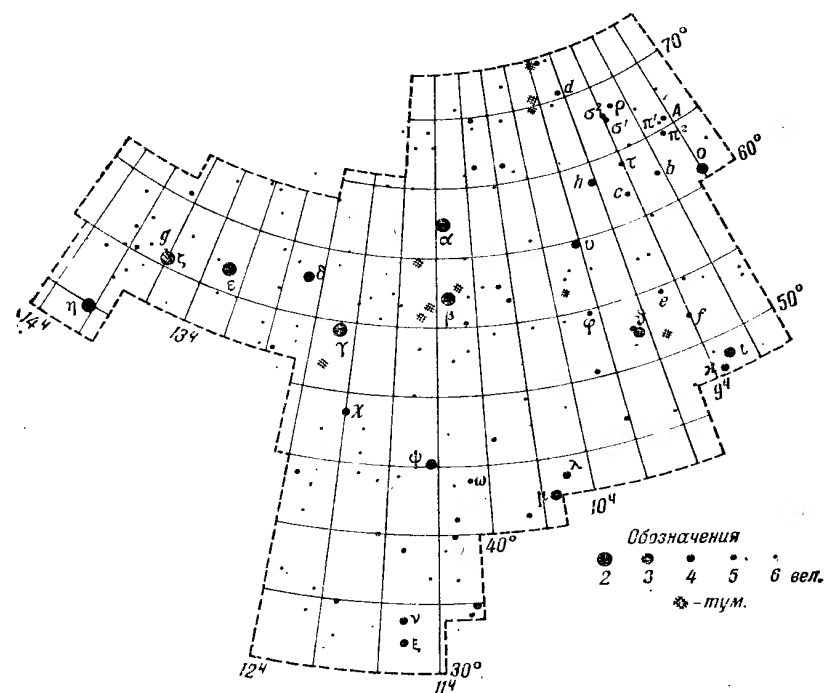


Рис. 1. Созвездие Большой Медведицы (На этом и последующих рисунках размеры кружков соответствуют звездным величинам; тум. — туманности, зв. скопл. — звездные скопления, пер. — переменные звезды.)

Медведицы (она имеет и собственное имя — Мицар) видна слабая звездочка, которая называется Алькором. Ее видит невооруженным глазом только зоркие люди. На рис. 1 она обозначена буквой g .

В созвездии Большой Медведицы, кроме семи ярких звезд, образующих фигуру ковша, входит большое число слабых. Воображение древних наблюдателей неба падало в очертаниях слабых звезд фигуру гигантского медведя (рис. 2).

По древнему преданию Большая Медведица — это превращенная в медведицу и перенесенная на небо дочь царя Ликаона Каллисто, затравленная на охоте собственным сыном — Волопасом. Рядом с созвездием Большой Медведицы мы видим созвездия Волопаса и Гончих Псов. Отыщем эти созвездия.

Через ζ и η Большой Медведицы проведем прямую линию так, как показано на рис. 3, и ведите ее до тех пор, пока не най-

дете яркую звезду оранжевого цвета — Арктур (α Волопаса). Созвездие Волопаса содержит и более слабые звезды; оно изображено на рис. 4.

Правее Волопаса, между ним и Большой Медведицей, можно найти несколько звезд, образующих созвездие Гончих Псов

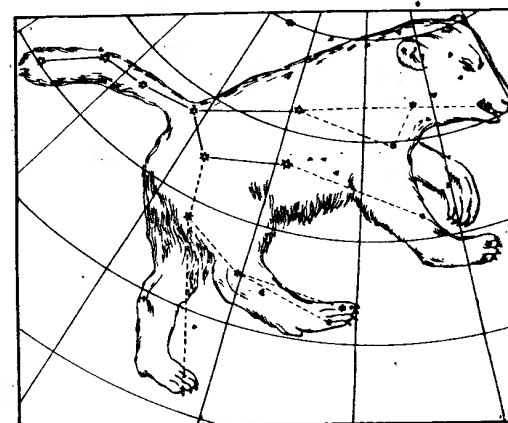


Рис. 2. Изображение созвездия Большой Медведицы в старинном атласе.

(рис. 4). На том же рис. 4 можно отыскать и тесную группу слабых звезд — созвездие Волос Вероники. Левее Волопаса нетрудно найти пенчик, образованный довольно яркими звездами (см. рис. 3). Это созвездие Северной Короны. Самая яркая звезда этого созвездия (α Северной Короны) называется Геммой или Жемчужиной.

Теперь направимся в другую сторону. Найдем сначала β и α Большой Медведицы и проведем через них прямую линию так,

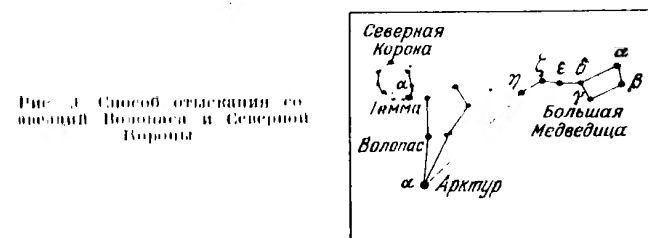


Рис. 3. Способ отыскания созвездия Волопаса и Северной Короны

как показано на рис. 5. Если отложить вдоль этой линии угловое расстояние, заключающееся между β и α пять раз, то мы отыщем звезду второй величины, почти такую же яркую, как звезды Большой Медведицы. Это — Полярная звезда. Чем она замечательна?

При суточном вращении неба все звезды описывают по небу круги (суточные параллели). Полярная же звезда остается почти на одном и том же месте, так как она расположена на небе вблизи северного полюса мира, одной из двух диаметрально противоположных неподвижных точек небесной сферы, в которые направлена ось вращения Земли. Таким образом, Полярная звезда

легко найдете, не прибегая к описанному способу, и будете знать окрестные созвездия, отправляясь от него. Правее и выше Кассиопеи, ближе к полюсу мира, находится звезда Цефея (см. рис. 8). Оно напоминает вытянутый острием

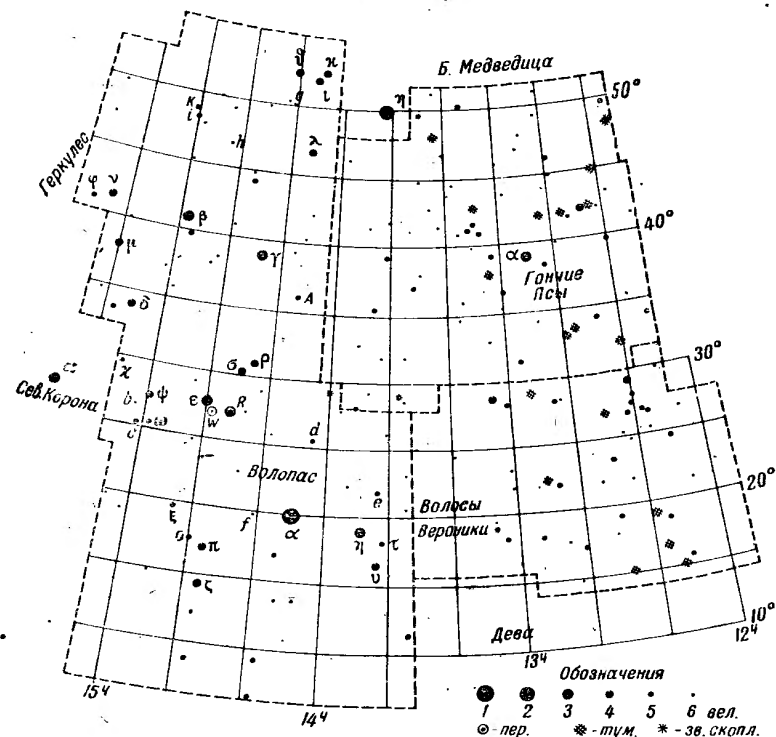


Рис. 4. Созвездия Волопаса, Гонимых Псов и Волос Вероники.

указывает направление на север и помогает наблюдателю ориентироваться по странам света.

Полярная звезда α — самая яркая в созвездии Малой Медведицы, которое также имеет вид ковша (рис. 6). В нем две звезды, Полярная и β — второй величины, γ — третьей величины, а остальные звезды обладают более слабым блеском.

Теперь отыщите Митар (ζ Большой Медведицы) и проведите через него и Полярную звезду прямую линию. Продолжите эту линию на такое же угловое расстояние (рис. 7) и вы найдете созвездие, напоминающее по своим очертаниям латинскую букву W. Это — созвездие Кассиопеи, в которое входят пять ярких звезд (рис. 8). Оно настолько характерно, что впоследствии вы

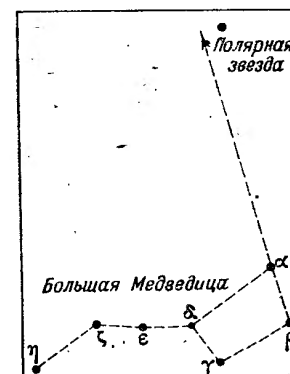


Рис. 5. Способ отыскания Полярной звезды.

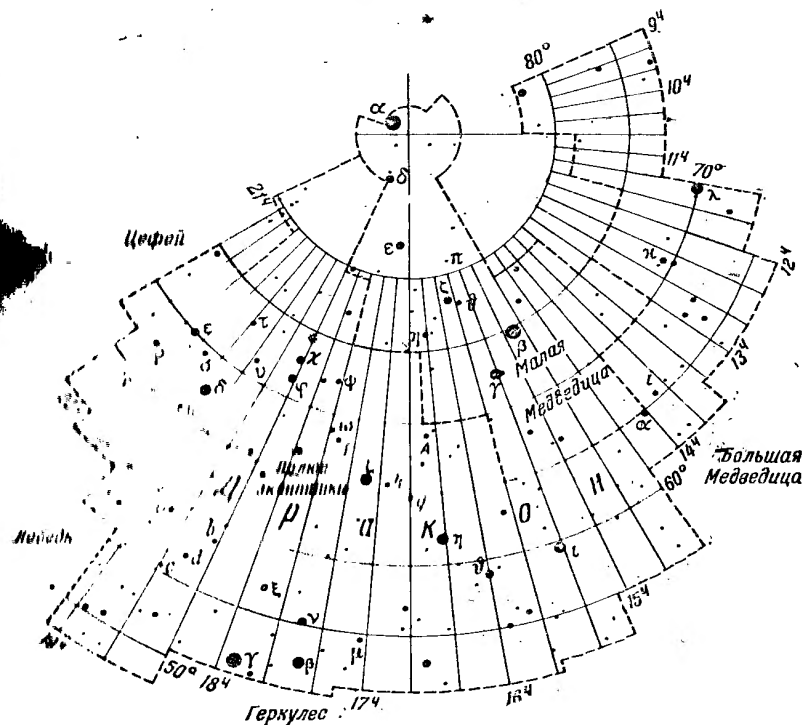


Рис. 6. Созвездия Малой Медведицы и Дракона.

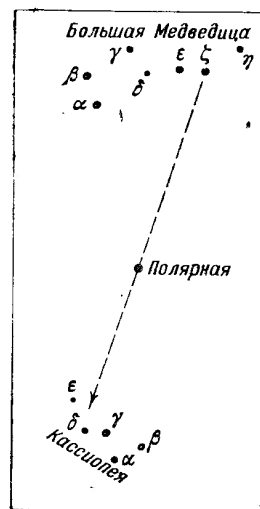


Рис. 7. Способ отыскания созвездия Кассиопеи.

Слева от Кассиопеи находится созвездие Персея (см. рис. 9). Если продолжить дугу, образованную α , β и γ Андромеды, влево, то мы увидим три (также расположенные по слабо изогнутой дуге) звезды — δ , α и γ Персея. На продолжении этой дуги можно найти в бинокль красивые звездные скопления, помеченные на рис. 9 буквой χ (хи). Несколько в стороне от основной дуги Персея, правее и значительно ниже, находится яркая звезда β Персея — Алголь (Дьявол). Она периодически изменяет свой блеск. Дело в том, что там, где мы видим невооруженным глазом одну звезду β Персея, на самом деле расположена группа очень близких друг к другу звезд, связанных взаимным притяжением. Наиболее яркая из них имеет более слабого спутника, обращающегося вокруг нее по орбите и периодически затмевающего ее от нас, земных наблюдателей. В эти моменты блеск Алголя существенно уменьшается.

Справа от Андромеды расположено созвездие Пегаса (рис. 10). Интересно, что α Андромеды принадлежит сразу двум созвездиям: она также называется дельтой (δ) Пегаса и находится в левом верхнем углу квадрата, образованного еще тремя самыми яркими звездами этого созвездия — α , β и γ Пегаса. Несколько вдали от этого квадрата расположена яркая звезда ϵ Пегаса, находящаяся вблизи правой границы созвездия.

Эти созвездия связаны между собой красивым преданием. Андромеда, дочь царя Эфиопии Цефея и его жены Кассиопеи, была прикована к скале на берегу моря. Ее по жребию принесли в жертву страшному Кита и тот должен был ее растерзать. Но в это время прикованную Андромеду увидел Персей и решил ее спасти.

к северному полюсу мира пятиугольник. Две звезды этого созвездия, δ и μ , особо замечательны. Они обе — переменные звезды, изменяющие блеск под влиянием изменения физических условий в их оболочках (см. гл. VIII).

Под созвездием Кассиопеи расположено созвездие Андромеды (рис. 9). Оно характерно тремя довольно яркими звездами, α , β и γ , растянутыми вдоль слабо изогнутой дуги. Недалеко от β Андромеды, около звезды γ (ню) находится знаменитая туманность — ближайшая к нам внегалактическая звездная система (см. гл. VII). В безлунную ночь она видна в виде слабого туманного пятнышка. Звезда γ Андромеды — красивая тройная звезда; ее тройственность обнаруживается при наблюдениях в телескоп при довольно сильном увеличении, а в телескоп с небольшим увеличением она выглядит двойной.

Еще до встречи с Андромедой Персей подкрался к спящему одному чудовищу — Медузе и отрубил ей голову. Медуза была столь страшна, что каждый, взглянувший на нее, обращался в камень. Персей избежал этой участи: подкрадываясь к Медузе, он

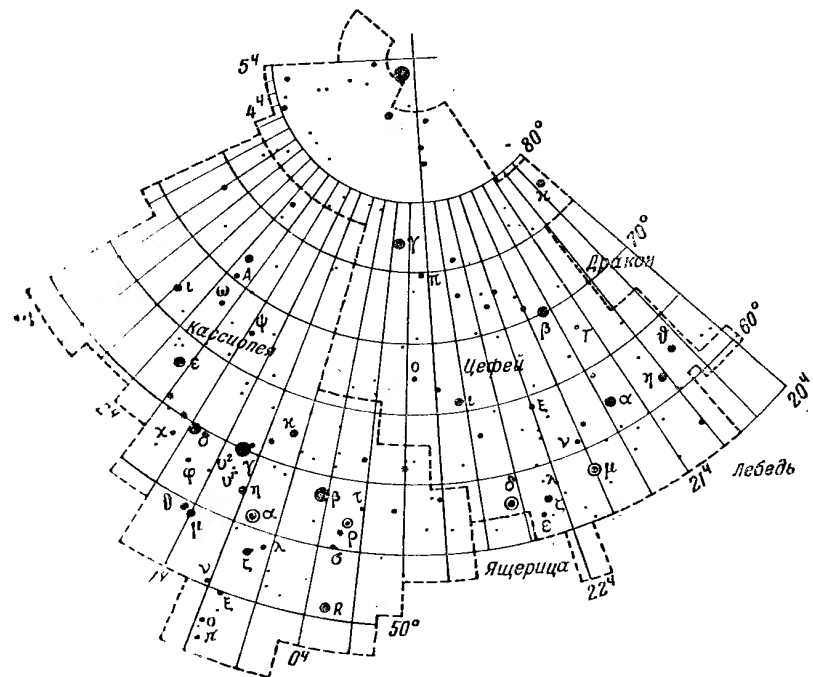


Рис. 8. Созвездия Кассиопеи и Цефея.

смотрел на нее в свой блестящий зеркально отполированный щит. Некоторое время на коня Пегаса, родившегося из крови Медузы, Персей успел предпринять трагическую гибель Андромеды. Кит уже подошел из моря, чтобы растерзать Андромеду. Персей поднял свою голову Медузы и Кит окаменел. Закачивается эта история рассказыванием о гибели Андромеды и Персея.

Все созвездия, изображающие персонажей этой легенды, мы уже нашли. Остается найти Кита; но Кит — не околополюсное созвездие, и мы вернемся к его описанию дальше. Заметим только, что на старинных звездных картах единственный глаз Медузы изображен Алголем; по-видимому, античные астрономы уже знали о переменности его блеска.

Далее созвездия Персея расположено красивое созвездие Возничего (рис. 11). В этом созвездии находится одна из самых ярких звезд северного неба — Капелла, α Возничего. Капелла, β , θ и ι Возничего вместе со звездой β созвездия Тельца, образуют характерный пятиугольник, который легко отождествить на небе. Око-

Капеллы, правее и ниже, расположены три звездочки, ϵ , ζ и Возничего. Их часто называют «козлятами», по-видимому, потому, что Капелла в переводе на русский язык означает «коза». Между Возничим и Большой Медведицей расположены два трудно отыскиваемых созвездия Рыси и Жирафа. В них нет ярких звезд.

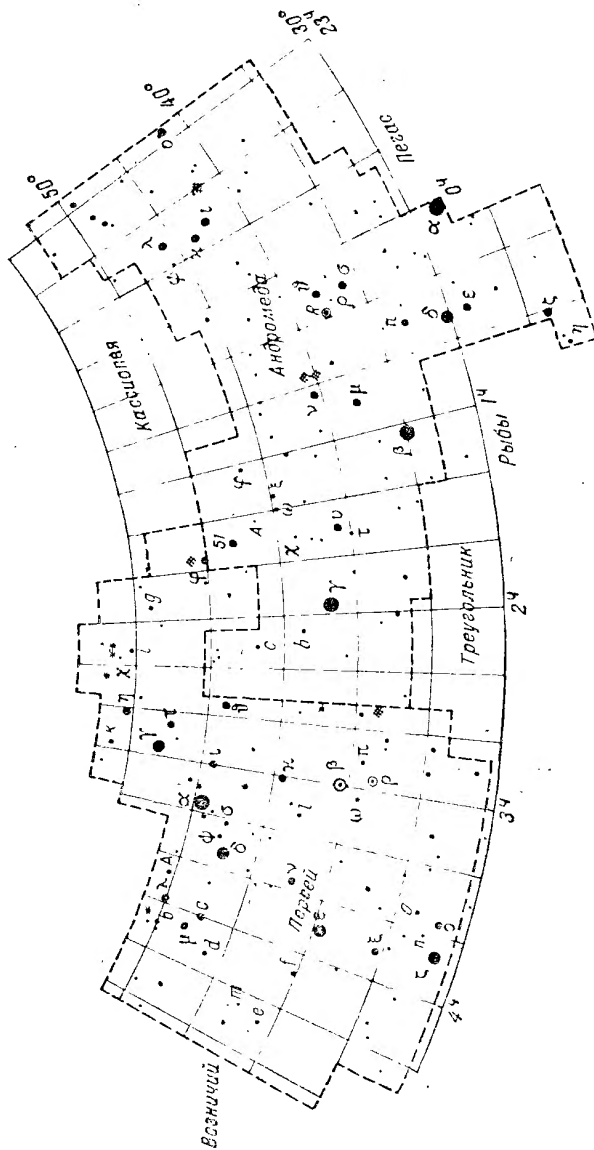


Рис. 9. Созвездия Андромеды и Персея.

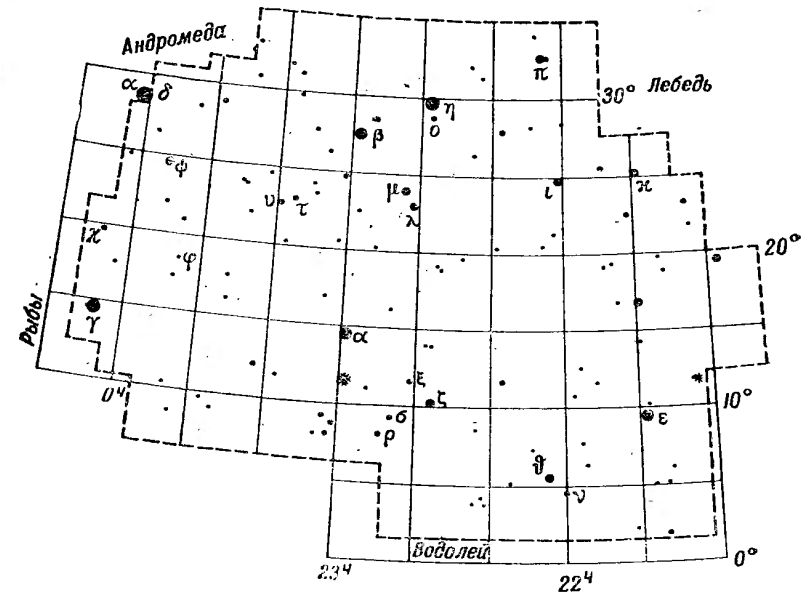


Рис. 10. Созвездие Пегаса.

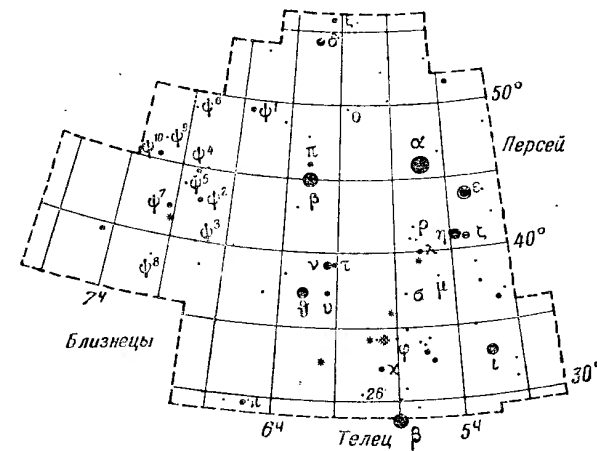
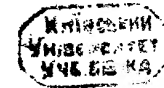


Рис. 11. Созвездие Возничего.



Между созвездиями Цефея, Малой и Большой Медведиц широкой лентой вьются звезды, принадлежащие созвездию Дракона (см. рис. 6). Маленький четырехугольник из звезд γ , β , ν и ξ образует голову Дракона, а «лента» — туловище и хвост. Между звездами δ и ξ Дракона находится полюс эклиптики (см. гл. II).

Чтобы замкнуть круг сравнительно близких к северному полюсу мира созвездий, нам осталось описать созвездия Лиры и Лебеда.

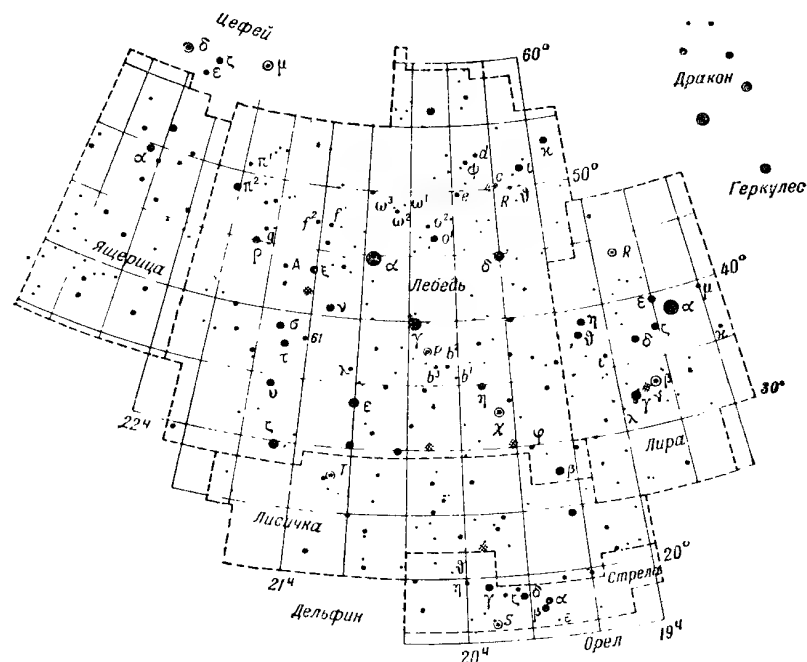


Рис. 12. Созвездия Лиры, Лебеда, Ящерицы, Лисички и Стрелы.

Созвездие Лиры очень легко узнать (рис. 12). В него входит самая яркая звезда летнего неба — Вега, α Лиры. Созвездие Лиры граничит с созвездием Дракона и расположено недалеко от его «головы». Замечательны звезды ϵ (эпсилон) и β (бэта) этого созвездия. Первая из них уже в маленький театральный бинокль представляется двойной звездой. В телескоп можно увидеть, что каждая из них также двойная, так что ϵ Лиры — четырехкратная звезда. Вторая звезда, β Лиры, затменная переменная, которая подобно Алголю изменяет свой блеск. В этом же созвездии находится и быстрая переменная звезда RR Лиры, обладающая очень интересными свойствами (см. гл. VIII).

Между Лирой и Цефеем находится одно из красивейших созвездий летнего неба — созвездие Лебеда (рис. 12). Здесь мы видим облака слабых звезд и темные прогалыны — «угольные меш-

ки», протяженные облака холодной поглощающей свет газо-пылевой материи. Самая яркая звезда созвездия, α Лебеда или Денеб, — «хвост» небесной птицы. В южной части созвездия расположена β Лебеда, Альбиро, «глаз» птицы, красивая двойная звезда. Ее очень легко отыскать, если провести прямую линию через β и γ Лиры и отложить на этой линии, налево и вниз, трехкратное угловое расстояние, разделяющее эти звезды. Взглянув на рис. 12, мы поймем, почему воображение древних греков рисовало им здесь фигуру Лебеда. Созвездие имеет вид креста. Правая и левая половины креста соответствуют двум распростертым крыльям. Денеб находится в хвосте Лебеда. Шея Лебеда вытянута по направлению к Альбиро — птица «летит» на юг.

Упомянем еще об одном созвездии, примыкающем к Лебедю и Цефею, — Ящерице, которое в виде маленького зигзага граничит также с левой стороны с созвездием Андромеды (см. рис. 12).

Прогулка по северному небу закончена. Тщательно сравните вид звездного неба со звездными картами. Старайтесь запомнить даже мелочи: изучите названия звезд, их собственные имена и обозначения буквами греческого или латинского алфавита. Надо выучить греческий алфавит, который приведен в таблице 1. (с. 294).

Почему мы начали изучение неба с описания околополярной области? Это имеет свое обоснование.

Мы уже упоминали, что суточное вращение звезд, расположенных вблизи Полярной звезды, происходит вокруг северного полюса мира. Направление, соединяющее глаз наблюдателя с полюсом мира (ось мира), составляет с плоскостью горизонта угол, равный географической широте места наблюдения. Так, например, в Ленинграде высота северного полюса мира над горизонтом близка к 60° , в Москве она равна почти 56° , а в Одессе 46° . Поэтому звезды, близкие к северному полюсу мира, в наших географических широтах никогда не заходят. Их мы и назвали «околополюсными» и с их описания начали нашу экскурсию. Они видны над горизонтом в любое время года: весной, летом, осенью и зимой.

§ 2. Звезды экваторальной области

Прежде чем продолжить нашу экскурсию по звездному небу, рассмотрим, как движется Солнце. Смена дня и ночи зависит от его суточного движения, вызванного вращением Земли вокруг оси. Орбитальное же движение Земли приводит к тому, что Солнце изо дня в день перемещается на фоне звездного неба, проходя примерно один градус в сутки с запада на восток. Видимый путь Солнца на небесной сфере называется эклиптической, которая протекает по 12 созвездиям, называемым зодиакальными.

Какие же наблюдения надо сделать, чтобы убедиться в существовании медленного годичного движения Солнца по эклиптической? Это делается в высшей степени просто, но требует по крайней мере месяца наблюдений. Посмотрите на западную часть звездного неба сразу же после захода Солнца и заметьте, какие

звезды видны вблизи горизонта. Повторите эти же наблюдения через две-три недели и, взглянув на вечернее звездное небо, вы уже не найдете этих звезд. Через два-три месяца они снова станут доступными для наблюдений, но не вечером, а к утру, перед восходом Солнца, в восточной стороне неба.

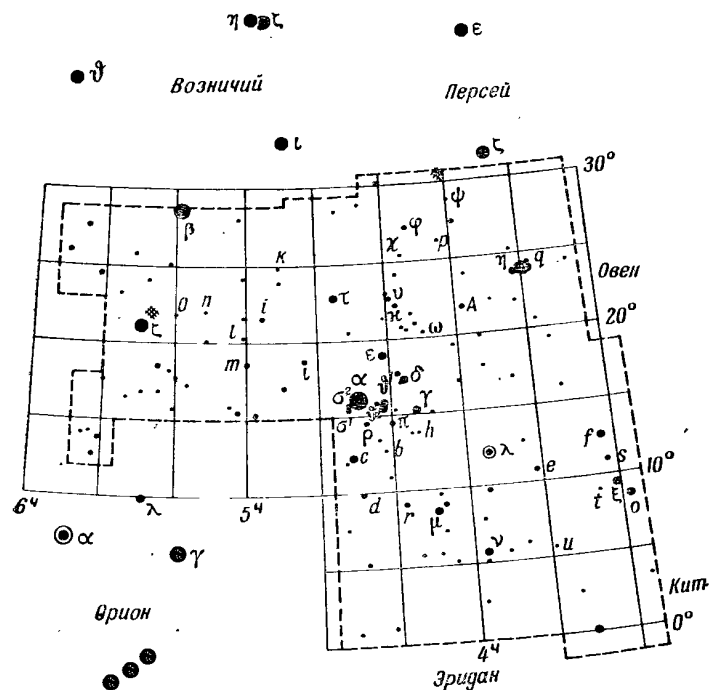


Рис. 13. Созвездие Тельца.

Вследствие описанного движения Солнца, вид звездного неба зависит от времени года.

Зимнее небо. Начнем дальнейшую экскурсию зимой. Прежде всего разыщем созвездия Персея и Возничего, с которыми мы уже хорошо познакомились. Ниже Персея и Возничего, в южной стороне неба, видно красивое зодиакальное созвездие Тельца (рис. 13), в котором сверкает яркая красноватая звезда Альдебаран (α Тельца). В этом созвездии древние видели фигуру дикого быка.

Группа окружающих Альдебаран звезд обрисовывает поздри быка (θ^1 , θ^2 , γ , δ и ϵ Тельца). Это — звездное скопление Гиады, группа звезд, связанных общностью происхождения. На рогах Тельца сверкают две звезды, β и ζ . Этому созвездию принадлежит также еще одно замечательное звездное скопление — Плеяды (рис. 14), расположенное на спине Тельца. По преданию, Плея-

— дочери великана Атланта. Они спасались бегством от преследовавшего их охотника Ориона и были переселены на небо, где превратились в звезды. Каждая из ярких звезд имеет собственное имя (см. подпись к рис. 14).

В созвездии Тельца находится также знаменитая Крабовидная туманность — остатки сверхновой звезды, в недрах которой находится один из самых удивительных объектов — пульсаров (см. § 72). Туманность расположена около ζ Тельца, почти на самой эклиптике. Тут же на небе, южнее Тельца, виден и сам герой этой легенды — могучий охотник Орион. Это одно из красивейших созвездий зимнего неба (рис. 15). Три яркие звезды (δ , ϵ и ζ), расположенные одна подле другой по прямой линии, образуют пояс Ориона. Одна из них (δ) находится на небесном экваторе. В правом плече охотника расположена яркая звезда α Ориона, Бетельгейзе, отличающаяся оранжево-красной окраской. Это звез-

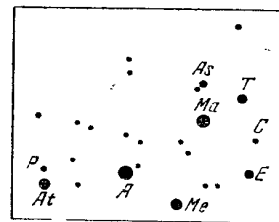


Рис. 14. Звездное скопление Плеяды. Названия звезд: A — Альциона, At — Атлас, As — Астерона, C — Целено, E — Электра, Me — Меропа, P — Плейона, T — Тайгета.

да-гигант, во много миллионов раз превосходящая Солнце по своему объему и в сотни раз по светимости. Бетельгейзе — неправильная переменная звезда. В другом плече находится γ Ориона — Беллатрикс, а в верхней оконечности созвездия — маленький треугольник из звезд λ , ϕ^1 и ϕ^2 — голова охотника. Слабенькие звездочки, образующие цепочку в левом верхнем углу созвездия, изображают поднятую руку охотника, в которой он держит тяжелую палицу. В правой части созвездия видна характерная цепочка из шести звезд среднего блеска, обозначаемых π^1 , π^2 и т. д. до π^6 . Они изображают висющую на руке охотника шкуру ягненка, возможно, легендарное золотое руно.

В нижней части созвездия две яркие звезды β (Ригель) и κ обрисовывают ноги гиганта. Правая из них, Ригель, — яркая голубоватая звезда, обладающая очень высокой светимостью, в десятки тысяч раз превышающую светимость Солнца.

Ниже пояса Ориона находится его меч, отмеченный звездой θ . Уже в бинокль можно обнаружить около этой звезды знаменитую газовую туманность (см. рис. 126). В телескоп мы видим в центре туманности четыре звезды — «трапецию» Ориона.

К югу от Ориона расположено созвездие Зайца (рис. 15). В южных областях СССР, в Средней Азии и на Кавказе можно также видеть южное созвездие Голубя.

Если продолжить пояс Ориона налево вниз, то легко найти самую яркую звезду всего звездного неба — α Большого Пса, или Сириус (см. рис. 15). Передняя лапа небесной «собаки» отмечена звездой β ; в туловище и хвосте расположены звезды δ и η . Задние лапы отмечены звездами ϵ и ζ . Охотничий нес Ориона пригрозил к прыжку.

Наиболее интересный объект, входящий в созвездие Большого Пса,— Сириус. В самые крупные телескопы он виден как двойная звезда; около яркой звезды находится слабо светящийся спутник. Он оказался первым обнаруженным представителем многочисленного класса сверхплотных звезд — белых карликов, у которых средняя плотность вещества иногда в миллионы раз превосходит плотность воды.

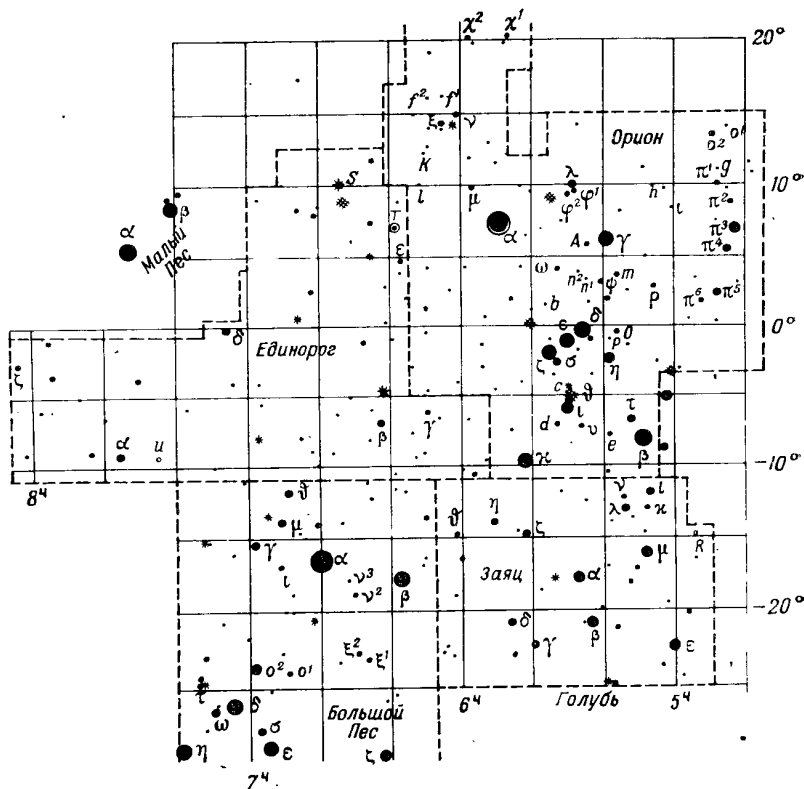


Рис. 15. Созвездия Ориона, Зайца, Большого Пса и Единорога.

В Древнем Риме, во время первого утреннего восхода Сириуса, когда он после периода невидимости впервые появлялся в восточной стороне неба перед восходом Солнца, наступала нестерпимо жаркая погода, сопровождавшаяся тропическими лихорадками и эпидемиями. В этот период в Древнем Риме объявлялся перерыв в работе всех учреждений, наступал отпускной период. Но латыни Большой Пес называется Канис Майор, и потому летний перерыв назывался каникулами. Таким образом, школьники и студенты, употребляя слово «каникулы», даже не подозревают, что оно связано с созвездием Большого Пса.

Слева от Тельца, южнее Возничего, находится граничащее с ними зодиакальное созвездие Близнецов (рис. 16). Солнце приходит в него в июне, достигая наибольшего удаления к северу от небесного экватора. Здесь расположена точка летнего солнцестояния, пройдя которую Солнце начинает снова приближаться к небесному экватору в своем годичном движении по эклиптике. В этот момент начинается астрономическое лето*). В декабре Близнецы лучше всего наблюдаются вблизи полуполночи.

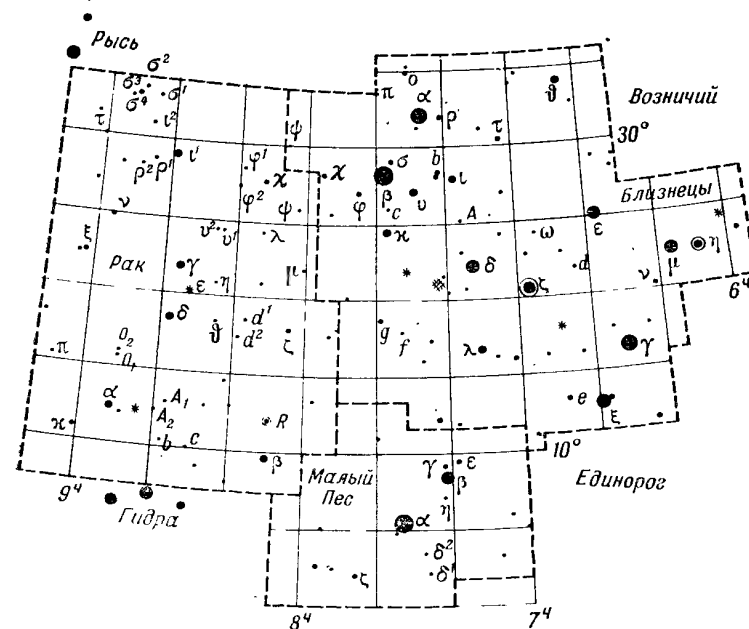


Рис. 16. Созвездия Близнецов, Малого Пса и Рака.

Две самые яркие звезды α Близнецов (Кастор) и β Близнецов (Поллукс) расположены в левой части созвездия. В центре созвездия особенно интересна звезда ζ : она изменяет свой блеск подобно δ Цефея, хотя и в небольших пределах, но вполне правильно, с периодом немного большим 10 суток (см. гл. VIII).

Южнее Близнецов, между ними и Большим Псом, расположено компактное созвездие Малого Пса (см. рис. 16) с яркой звездой Прокционом (α Малого Пса), а между этим созвездием и Орионом мы находим бедное яркими, но очень богатое слабыми звездами созвездие Единорога, выделенное на небе в средние века (см. рис. 15).

*) Начало астрономических времен года (весны, лета, осени и зимы) определяется прохождением Солнца через точки равноденствий и солнцестояний.

Левее Блинецов находится зодиакальное созвездие Рака, куда Солнце приходит в июле. Это созвездие (см. рис. 16) не содержит ярких звезд, и его не очень легко отождествить. В нем находится красивое звездное скопление — Ясли, хорошо наблюдаемое даже в бинокль. Мы отметили его на рис. 16 буквой ϵ .

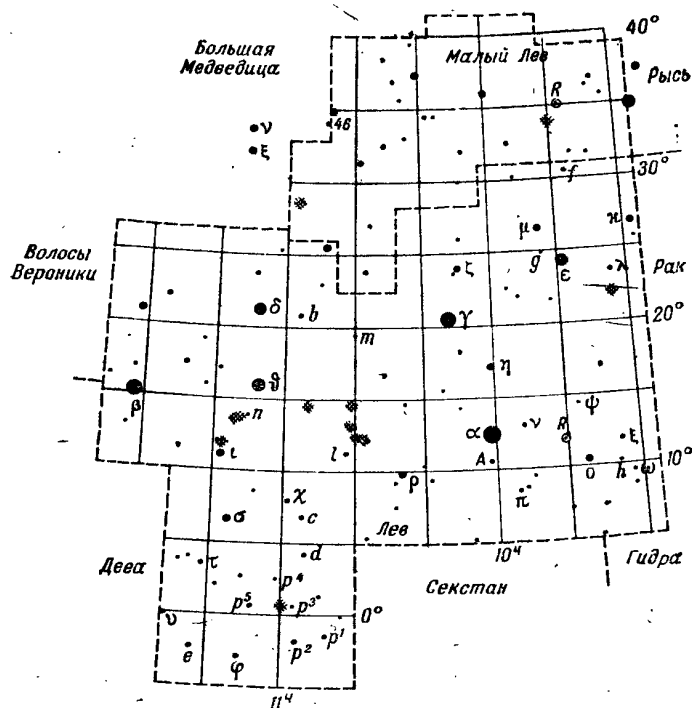


Рис. 17. Созвездия Льва и Малого Льва.

Левее созвездия Рака расположено зодиакальное созвездие Льва, куда Солнце приходит в августе (рис. 17). Оно имеет характерную форму трапеции, в правом углу основания которой находится яркая звезда α Льва (Регул). В правой верхней части созвездия, рядом с созвездием Рака, виден треугольник, образованный звездами ϵ , μ и κ , обрисовывающий голову Льва. Передние лапы Льва отмечены звездами σ и ϕ . Кроме того, в нижней части созвездия цепочка звезд изображает несколько раз перевитый хвост Льва.

Над созвездием Рака находится мало заметное созвездие Рыси, а над Львом — Малый Лев, граничащий с созвездием Большой Медведицы (см. рис. 17).

Южнее созвездия Льва мы находим небольшое созвездие Секстана (секстан — мореходный инструмент, помогающий определить положение корабля в открытом море на основе астрономи-

ческих наблюдений). Еще южнее длинной лентой выется созвездие Гидры (рис. 18). Голова Гидры примыкает непосредственно к созвездиям Рака (звезды ϵ , δ и ζ Гидры). Самая яркая звезда этого созвездия, α Гидры, носит имя Альфард.

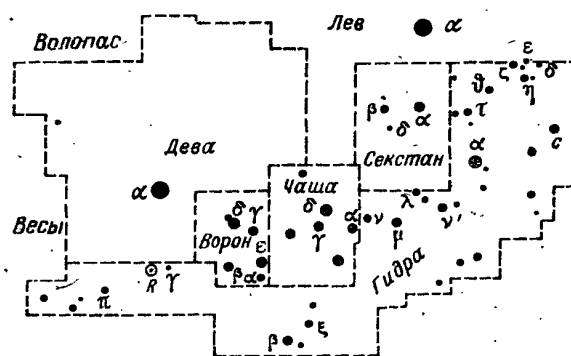


Рис. 18. Созвездия Гидры, Секстана, Чаши и Ворона.

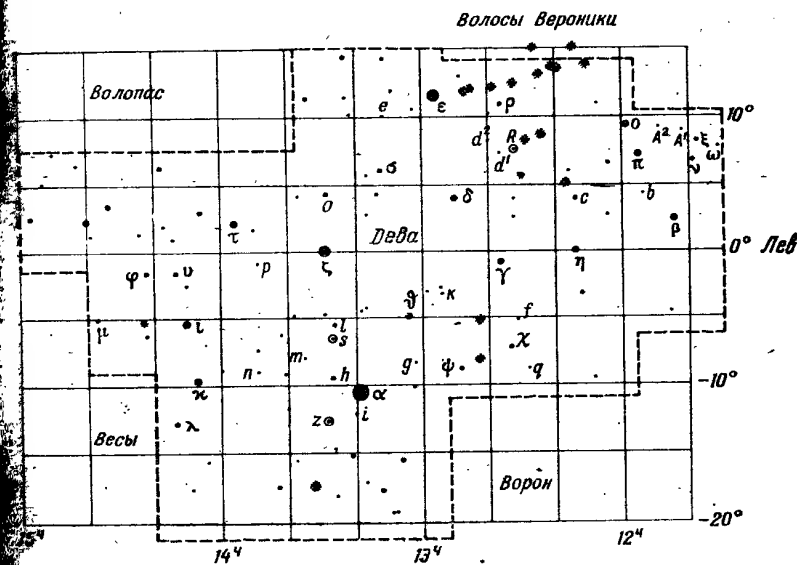


Рис. 19. Созвездие Девы.

Весеннее небо. Слева к созвездиям Льва примыкает созвездие Девы (рис. 19). Это также зодиакальное созвездие, и Солнце приходит в него в сентябре. Вступление Солнца в созвездие Девы совпадает с периодом уборки урожая. На старинных звездных картах это созвездие изображалось фигурой Девы, держащей в руках колос, который помещался на рисунках в том месте,

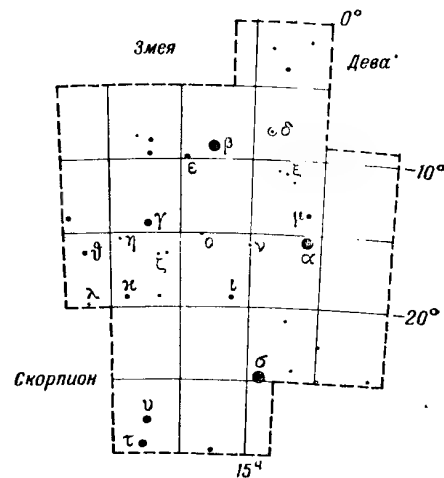


Рис. 20. Созвездие Весов.

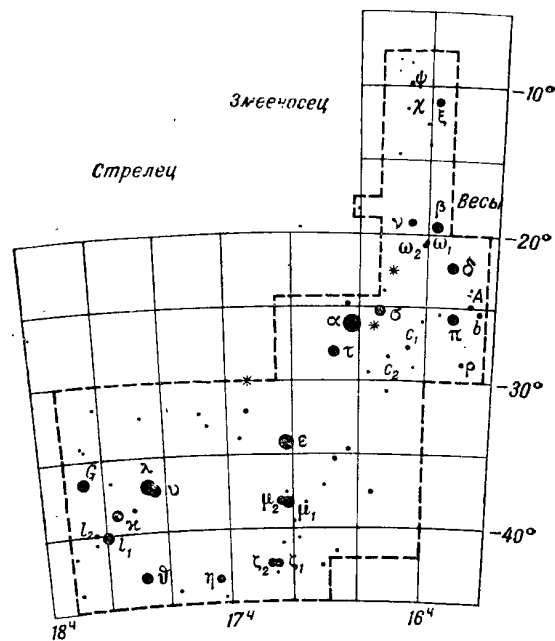


Рис. 21. Созвездие Скорпиона.

де находится яркая звезда Спика (α Девы). В созвездии Девы расположена одна из точек пересечения небесного экватора эклиптикой, точка осеннего равноденствия. Когда в сентябре Солнце проходит эту точку, начинается астрономическая осень.

Над созвездием Девы мы находим маленькое созвездие Волос Вероники. Южнее Девы и Льва расположены созвездия Чаши и Ворона, связанные с Гидрой любопытной легендой. Бог света Аполлон послал белого Ворона с чашей за живой водой. Гидра

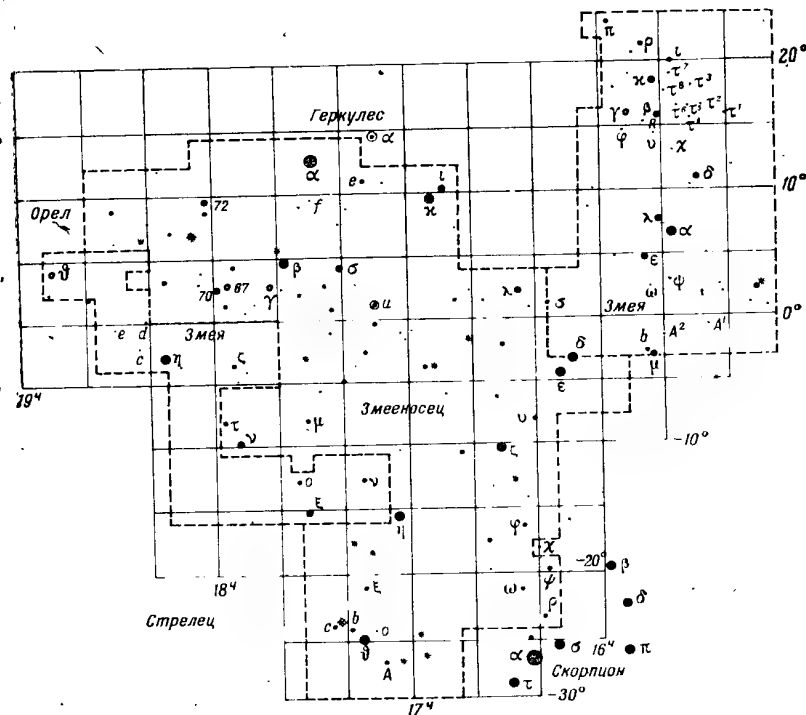


Рис. 22. Созвездия Змееносца и Змея.

уговорила Ворона (см. рис. 18) нарушить приказ Аполлона. К тому же он солгал Аполлону, и тот в наказание превратил Ворона из белого в черного и поместил всех участников этой истории на небо.

Левее и южнее Девы находится зодиакальное созвездие Весов. Солнце приходит в него в самом конце октября. Хотя созвездие Весов и не содержит очень ярких звезд, его легко отождествить (рис. 20). Левее и ниже Весов расположено созвездие Скорпиона, которое можно равным образом назвать и весенним, и летним (рис. 21). Это созвездие зодиакальное и Солнце приходит сюда в ноябре. Самая яркая звезда этого созвездия — Антарес (α Скорпиона) сияет интенсивным красновато-оранжевым светом.

Само название «Аптарес» означает «соперник Марса», планеты, имеющей красноватый цвет.

Летнее небо. Дальнейшую нашу экскурсию мы начнем с уже знакомого нам Скорпиона. Туловище Скорпиона образовано тремя звездами, τ , α и σ , клешни же звездами π , δ и β . Звезды ϵ , μ , ξ , θ и κ вырисовывают длинный хвост, заканчивающийся ядовитой ампулой λ и υ (см. рис. 21).

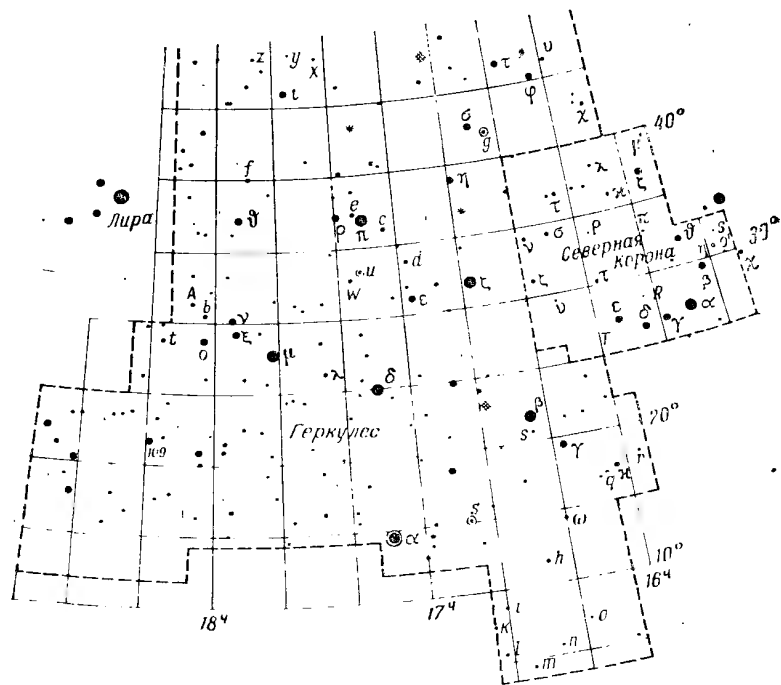


Рис. 23. Созвездие Геркулеса

К северу от Скорпиона расположено обширное созвездие Змееносца, или Офиуха (рис. 22). На старинных картах звездного неба мы находим здесь фигуру гиганта, держащего в руках змею. Яркие звезды созвездия находятся в его северной части.

Змееносец разделяет на две части созвездие Змеи — единственное созвездие, состоящее из двух разобщенных частей (см. рис. 22). Правая часть этого созвездия граничит с Северной Короной и Девой, левая же примыкает к созвездиям Стрельца, Щита и Орла.

Над созвездиями Змееносца и Змеи, левее Северной Короны и правее созвездия Лиры расположено созвездие Геркулеса. Двенадцать подвигов совершил легендарный герой Древней Греции — Геракл, или Геркулес. Он убил немейского льва, победил Дракона, вычистил Авгиевы конюшни... Путь героя закончился

на звездном небе, где ему отведено большое созвездие (рис. 23). Звезда α Геркулеса находится в его южной части. Это красивая оранжевая звезда, около которой в телескоп виден зеленоватый спутник. α Геркулеса — неправильная переменная звезда-гигант. В созвездии Геркулеса, рядом со звездой η , находится красивое, очень далекое от нас шаровое звездное скопление М 13; это скопление выглядит в бинокль небольшим туманным пятнышком.

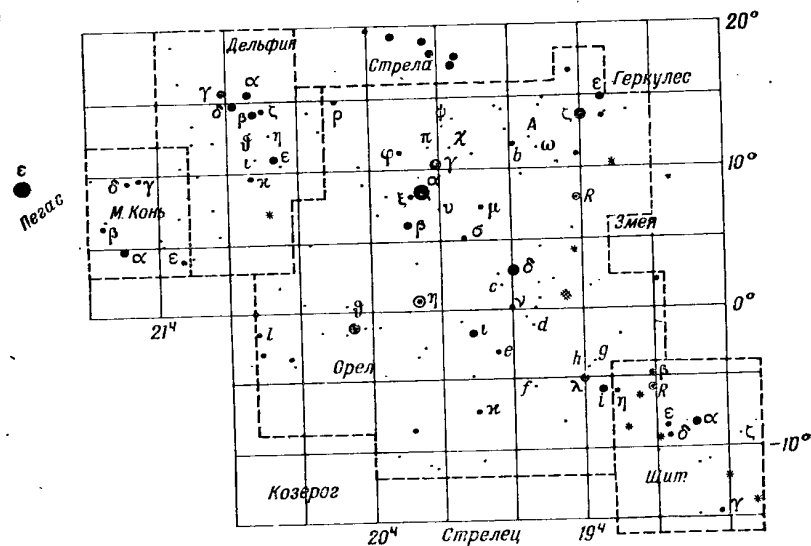


Рис. 24. Созвездия Орла, Щита, Стрелы, Дельфина и Малого Коня.

Недалеко от звезд ν и ξ Геркулеса расположена та точка пространства, куда движется Солнце, унося с собой Землю и другие окружающие его тела. Эту точку называют апексом солнечного движения.

К созвездиям Геркулеса и Змеи, слева от них, примыкает красивое летнее созвездие Орла (рис. 24). Его легко отыскать, опираясь на хорошо известные нам созвездия Лиры и Лебедя. Самая яркая звезда созвездия Орла (α) называется Альтаир. Три звезды — Вега, Денеб и Альтаир — образуют равнобедренный треугольник, обращенный острием к югу. Альтаир находится в южной вершине этого треугольника. Рядом с Альтаиром, сверху и снизу, симметрично относительно него, видны две слабые звезды β и γ Орла, а несколько южнее β — переменная звезда η Орла, которая периодически изменяет свой блеск подобно звезде δ Цфефея, в результате пульсаций. К юго-западной границе Орла примыкает компактное облако звезд — созвездие Щита.

Южнее Орла и Щита расположено зодиакальное созвездие Стрельца (рис. 25). Солнце вступает в это созвездие в декабре и в конце месяца проходит точку зимнего солнцестояния — самую

южную точку эклиптики; в этот момент в северном полушарии начинается зима, а в южном — лето. День становится самым коротким, а ночь — наиболее продолжительной.

Созвездие Стрельца — украшение летнего неба; здесь находятся наиболее богатые звездами облака Млечного Пути. У границы созвездий Стрельца и Скорпиона расположен центр Галактики — ее ядро, которого, к сожалению, мы видеть не можем.

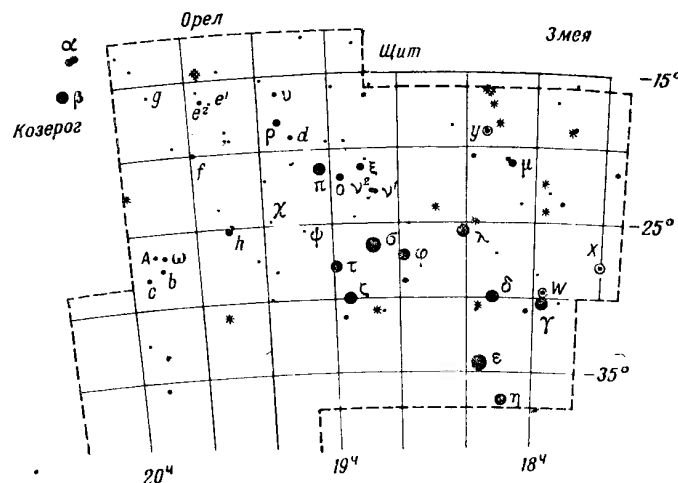


Рис. 25. Созвездие Стрельца.

Обратите внимание на одну любопытную и важную деталь: Млечный Путь, особенно богатый звездами в этих местах, раздваивается на две части, между которыми явно видна темная прогалина. Это — огромное облако поглощающей свет холодной газо-пылевой материи, вытянутой вдоль «экватора» Галактики. Оно загромождает от нас находящиеся за ним звезды, в том числе и ядро Галактики.

На рисунке 24 мы находим соседние с Орлом созвездия Дельфина, Стрелы и др. Созвездие Стрелы расположено в самой гуще звезд Млечного Пути, к северу от созвездия Орла. Это — узенькая ленточка, состоящая из не особенно ярких звезд и напоминающая стрелу, направленную острием в левую сторону.

Созвездие Дельфина — маленький ромбик, с остришком в виде «хвостика». Слева снизу к созвездию Дельфина примыкает созвездие Малого Коя, граничащее с уже известным нам созвездием Пегаса.

Между созвездиями Стрелы и Лебеда расположено состоящее из слабых звезд созвездие Лисички, которое вы найдете на рис. 12.

Южнее Орла и левее Стрельца находится зодиакальное созвездие Козерога, в которое Солнце вступает в январе (рис. 26). На

старинных рисунках созвездие Козерога изображалось в виде чудовища с головой козла и хвостом крокодила.

Левее Козерога мы встречаем еще одно зодиакальное созвездие — Водолей, куда Солнце приходит в феврале. В этом созвездии немало звезд, но они не образуют какой-либо характерной фигуры. Поэтому постарайтесь отождествить рис. 26 с небом, без описания этого созвездия.

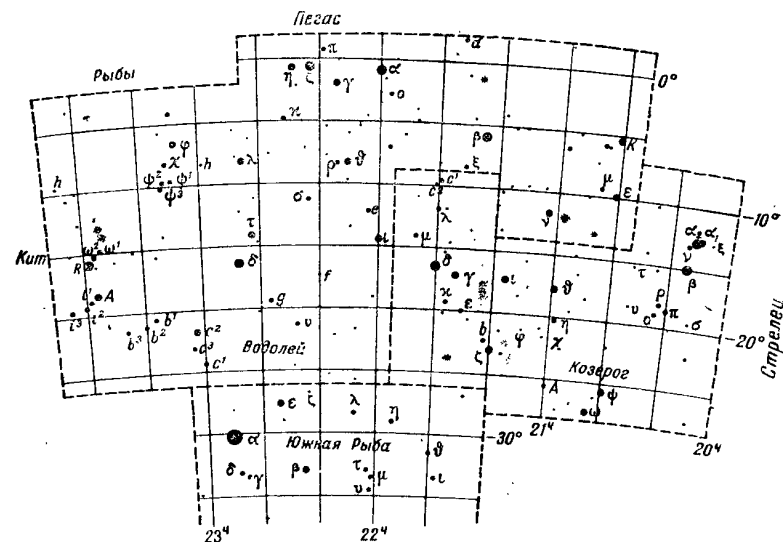


Рис. 26. Созвездия Козерога, Водолея и Южной Рыбы.

Южнее Водолея расположено созвездие Южной Рыбы с яркой звездой Фомальгаутом, что означает «рот рыбы». Оно хорошо видно только в южных широтах СССР.

Осеннее небо. Найдем господствующие на осеннем небе и уже хорошо знакомые нам созвездия Андромеды и Пегаса. Они помогут нам разобраться в остальных немногочисленных созвездиях. Южнее Андромеды и левее Пегаса расположено зодиакальное созвездие Рыб. Оно состоит из двух звездных цепочек (рис. 27), одна из которых вытянута в направлении созвездия Пегаса, а другая в сторону β Андромеды. Первая цепочка образована звездами ζ, ε, δ, ω, ι, γ и β, а вторая — звездами η, ρ, φ, υ, τ и σ. На старинных картах эти цепочки изображались в виде рыб с привязанными к ним лентами, завязанными узлом, образованным звездами α, ξ, ο и ν Рыб.

В созвездии Рыб расположена точка весеннего равноденствия, куда Солнце приходит в конце марта. В этот момент начинается астрономическая весна, а в эту дату продолжительность дня равна продолжительности ночи на всем земном шаре.

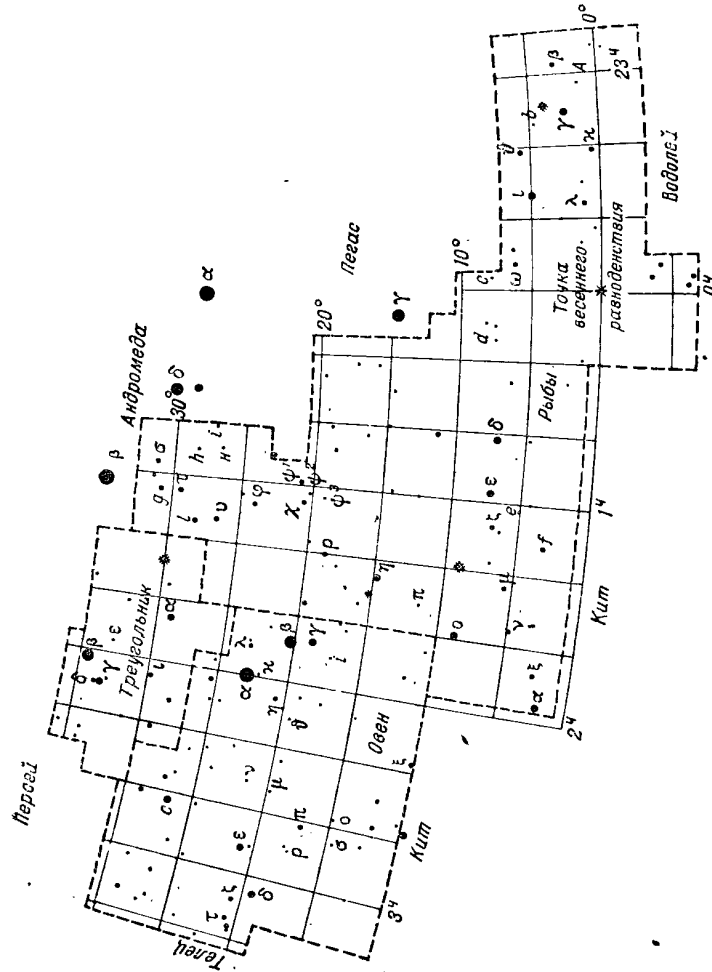


Рис 27. Созвездия Рыб, Овна и Треугольника.

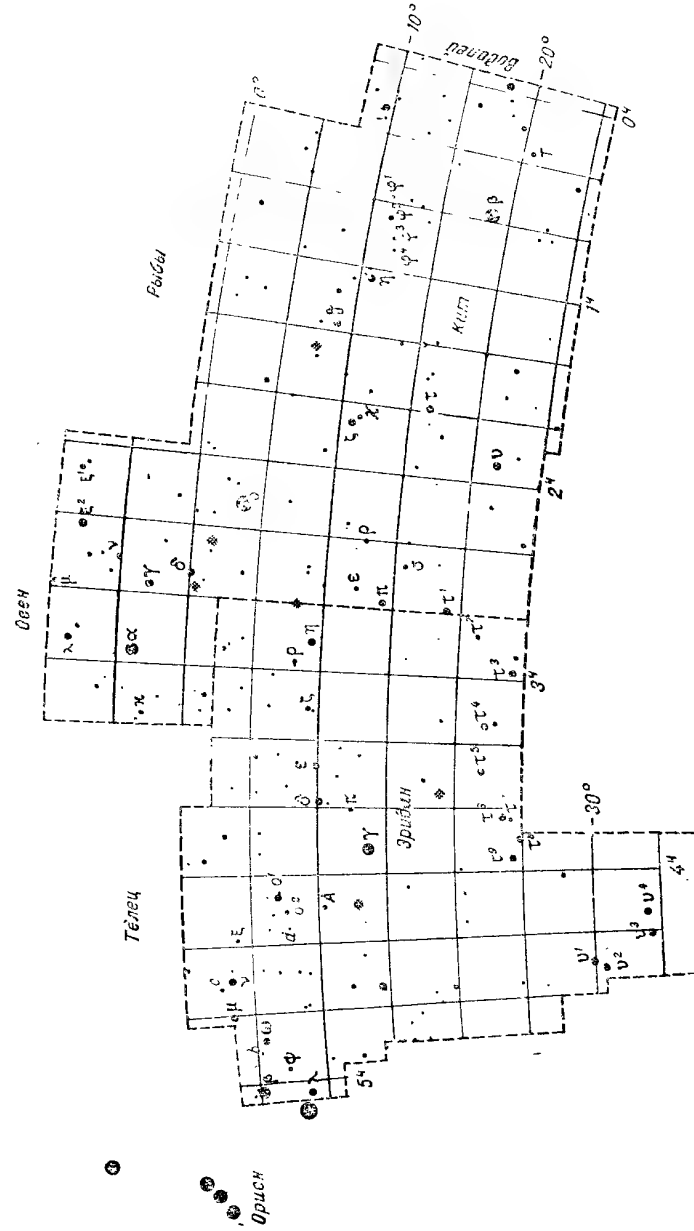


Рис 28. Созвездия Кита и Эридана.

Левее созвездия Рыб мы находим еще одно зодиакальное созвездие Овна (см. рис. 27). Овен — мужской род от слова «овца», т. е. попросту баран. В правой части созвездия расположены его наиболее яркие звезды — α и β Овна. Солнце вступает в созвездие Овна в апреле. Слева к Овну примыкает созвездие Тельца, уже подробно описанное ранее. Таким образом, круг зодиакальных созвездий замкнулся.

Между созвездиями Овна и Андромеды лежит маленькое созвездие Тругольника (см. рис. 27).

Южнее созвездий Овна и Рыб расположено большое, весьма обильное звездами созвездие Кита (рис. 28). Это тот самый Кит, о котором мы упоминали при описании легенды об Андромеде и Персее. В левой верхней части созвездия находится α Кита, а в правом нижнем крае созвездия — β Кита. В XVII столетии было сделано удивительное открытие. При наблюдениях планеты Меркурий была замечена невдалеке от δ Кита яркая звезда, которую впоследствии обозначили греческой буквой $\omicron$ («омикрон»). Через некоторое время звезда ослабила свой блеск и в конце концов перестала быть видимой. Она была названа Мирой, что означает «чудесная», или «удивительная». Это — долгопериодическая переменная звезда, которая достигает максимума своего блеска (когда она порой бывает сравнима со звездами второй звездной величины) через каждые 332 суток. В минимуме блеска она невооруженному глазу не видна.

Мы подошли к окончанию нашей экскурсии. Осталось описать еще одно созвездие Эрида. В своей северной части оно граничит с созвездием Тельца, справа — с созвездием Кита, а слева — с созвездием Ориона (см. рис. 28). По греческой мифологии Эридан — небесная река. Следуя течению реки, цепочка звезд начинается у β Ориона (Ригеля), сначала поднимается направо, а затем опускается вниз. Самая яркая звезда этого созвездия — α Эрида, или Ахернар, что означает «устье». Она расположена в южном полушарии неба и на территории СССР не видна.

§ 3. Названия созвездий, принятые в астрономии

Астрономы используют латинские названия созвездий. Поэтому надо, чтобы любитель астрономии тоже изучил эти названия. Мы приводим их в таблице 4 (с. 292), в которой указаны также и краткие условные обозначения созвездий. Кроме того, приведены названия созвездий в родительном падеже. Ведь по-русски мы не скажем «альфа Лев», а скажем «альфа Льва». Поэтому надо знать, как будет звучать по-латыни родительный падеж названия того или иного созвездия.

Покажем на примере, как следует записать название звезды α Льва, пользуясь латинским названием этого созвездия. В столбце «родительный падеж» таблицы 4 находим название Leonis и рядом с ним условное краткое обозначение Leo. Получим:

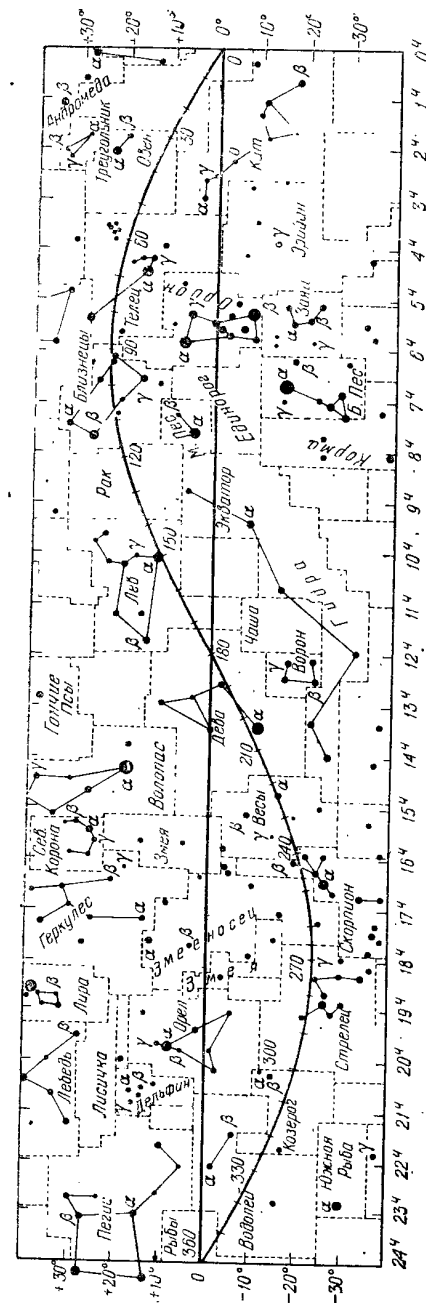


Рис. 29. Пояс зодиакальных и экваториальных созвездий.

α Льва = Альфа Льва = α Leonis = α Леонис = α Leo = Регул. Последнее слово в этих равенствах означает собственное имя звезды.

Заметим попутно, что в столбце «родительный падеж» некоторые названия созвездий оканчиваются сочетанием двух букв «ае». Их надо читать не как «ае», например «Андромедае», а надо произносить как «э», так что название «Andromedae» прочтете как «Андромедэ».

В этой таблице нет названий созвездий южного полушария неба, невидимых в наших географических широтах, так что список созвездий — неполный.

§ 4. Заключение

Мы описали все созвездия звездного неба, видимые в пределах СССР. В заключение еще раз выделим те созвездия, по которым проходит видимый годичный путь Солнца — эклиптика, — и которые все вместе образуют пояс зодиака: Рыбы, Овен, Телец, Близнецы, Рак, Лев, Дева, Весы, Скорпион, Стрелец, Козерог и Водолей. Эти названия сохранили следы древнего охотничьего и земледельческого периодов истории человечества. Созвездия Водолея и Рыб символизируют период разлива рек и рыбной ловли. Созвездия Тельца и Овна — период расцвета пастбищ. Созвездия же Девы и Весов — время уборки урожая и его взвешивания. На рис. 29 изображен весь пояс зодиака на одной карте. Эклиптика имеет на этой карте вид кривой линии — синусоиды. Половина годичного пути Солнца проходит среди северных созвездий и половина — среди южных. Самая северная точка эклиптики лежит в созвездии Близнецов, а самая южная — в созвездии Стрельца.

Теперь проследим, по каким созвездиям проходит Млечный Путь. Полностью Млечный Путь у нас не виден. Его наиболее богатая звездами и звездными облаками часть расположена в южном полушарии неба. Вместе с тем значительная часть Млечного Пути доступна нашим наблюдениям. Видимый у нас Млечный Путь проходит по созвездиям Стрельца, Щита, Орла, Стрелы, Лисички, Лебедя, Ящерицы, Цефея, Кассиопеи, Персея, Возничего, Близнецов, Ориона, Единорога и Большого Пса. Центр Галактики находится в направлении созвездия Стрельца, а противоположная точка (антицентр) — на границе созвездий Близнецов и Возничего.

Северный полюс Галактики расположен в созвездии Волос Вероники.

Глава II

ОСНОВЫ МАТЕМАТИЧЕСКОЙ АСТРОНОМИИ

§ 5. Небесные координаты

Для определения видимых положений светил на небе астрономы используют небесные координаты. Прежде чем рассказывать о них, сделаем ряд предварительных замечаний.

Чтобы определить положение точки в пространстве, вводят пространственную систему координат. Для этого через некоторую точку O — начало координат — проводят три взаимно перпендикулярные прямые линии OX , OY и OZ , называемые осями прямоугольных координат (рис. 30), и выбирают единицу масштаба.

Для определения положения точки M опускают из нее перпендикуляр MN на плоскость XOY . Длина перпендикуляра MN , разделенная на длину единицы масштаба, — одна из координат точки M , называемая ее аппликатой; обозначим ее буквой z . Если точка M расположена над плоскостью XOY — аппликата положительна. У точек же, находящихся под плоскостью XOY , аппликата отрицательна. Далее, из точки N опускаем перпендикуляры NP и NQ на оси OX и OY . Отрезок OP ось OX дает нам абсциссу точки M : для этого надо разделить длину отрезка OP

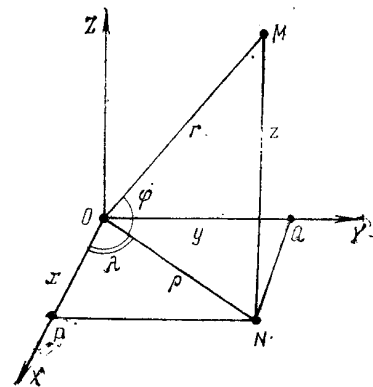


Рис. 30. Пространственная, прямоугольная и сферическая системы координат.

на длину единицы масштаба; абсцисса обозначается буквой x . Для получения третьей координаты, называемой ординатой точки M , надо разделить отрезок OQ на ту же единицу длины масштаба; ордината обозначается буквой y . Три величины x , y и z , называемые прямоугольными координатами точки M относительно осей $OXYZ$.

Можно поступить и иначе. Соединим точки O и M лучом зрения OM . Его часто называют радиусом-вектором точки M и обозначают его длину через r . Все точки, имеющие одно и то же значение r , лежат на поверхности шара, у которого центр нахо-

дится в начале координат O , а радиус равен r . Чтобы выделить на этой сфере пукнуую нам точку M , определим еще два угла φ и λ , которые показаны на рис. 30. Угол φ — это угловое расстояние точки M от плоскости XOY , а угол $\lambda = \angle NOP$ не что иное, как угол между плоскостями NOM и XOZ . Задавая углы λ и φ , мы найдем направление луча OM . Чтобы найти на этом луче положение точки M , надо еще задать радиус-вектор r . Итак, в этой

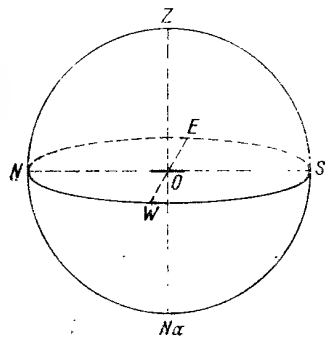


Рис. 31. Зенит, надир и другие точки горизонтальной системы координат.

системе, называемой системой сферических координат, для определения положения точки M надо задать три величины — две угловые и одну линейную. Сферические и прямоугольные координаты связаны между собой простыми формулами, которые нетрудно вывести. Однако для определения видимого положения небесных светил такая система координат, к сожалению, не вполне пригодна. Мы обычно редко знаем расстояния до небесных светил. Поэтому еще в глубокой древности астрономы ввели понятие о небесной сфере. Мы назовем шаровую поверхность произвольного радиуса, центр которой находится в глазу наблюдателя, небесной сферой. Каждый луч зрения пересекает небесную сферу в определенной точке. Мы будем считать, что небесное светило находится в той точке, в которой луч зрения пересекает небесную сферу. Таким образом, под положением светила мы будем понимать не его истинное положение в пространстве, а то место, которое оно занимает на небесной сфере. Это дает возможность ограничиться двумя угловыми координатами светила.

При установлении небесных координат светил астрономы специальным образом выбирают направления осей X , Y и Z . В этом параграфе мы ограничимся введением горизонтальной системы координат. Установим, как расположены главные точки этой системы.

Подвесим на шнуре небольшой груз и подождем, пока он придет в состояние покоя. Тогда направление висящего шнура совпадает с линией отвеса, которая пересекает небесную сферу в двух точках. Та точка, которая расположена над головой наблюдателя, называется зенитом. Вторая точка, расположенная под ногами наблюдателя (естественно, невидимая), называется надиром.

Изобразим небесную сферу на чертеже таким образом, как будто наблюдатель рассматривает ее со стороны, а не находится в ее центре, о чем надо хорошо помнить, рассматривая рисунок

(рис. 31). На этом рисунке зенит обозначен буквой Z , а надир — буквами Na . Теперь проводим через центр O небесной сферы, т. е. через глаз наблюдателя, плоскость, перпендикулярную к линии отвеса ZO . Это — плоскость математического горизонта. Она пересекает небесную сферу по большому кругу, который называется математическим горизонтом. (Заметим, что большим кругом называется такой круг, который делит небесную сферу пополам.) Математический горизонт разделяет небесную сферу на две полусферы. Полусфера, расположенная под математическим горизонтом, скрыта под поверхностью Земли и для наблюдателя невидима.

После этого находим на математическом горизонте точки юга, запада, севера и востока. Основной точкой на математическом горизонте является точка юга S . Как ее найти?

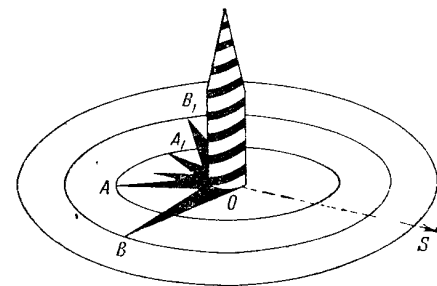


Рис. 32. Гномон и определение направления точки юга.

Казалось бы, самый простой способ состоит в использовании компаса. Однако это не так и вот почему. Известно, что магнитный меридиан не совпадает с географическим, и стрелка компаса не указывает точно на точку юга. Более надежный способ связан с наблюдением суточного движения Солнца. В истинный полдень Солнце находится строго над точкой юга и достигает наибольшего возвышения над горизонтом. В этот момент все тени вертикальных предметов становятся наиболее короткими и направлены строго на точку севера. Достаточно проследить за тенью, отбрасываемой вертикальным колышком — гномоном (рис. 32).

Таким образом, в момент истинного полдня тень гномона расположится вдоль линии «юг — север», которая называется полуденной линией. Следовательно, зная момент истинного полдня (см. §§ 13 и 14) и пронаблюдав за тенью гномона, мы отыщем положение полуденной линии (см. рис. 32). Найдя же положения точек юга S и севера N , мы определим также положение на математическом горизонте точки запада W и точки востока E (см. рис. 31).

Установив положение точки юга, проведем плоскость через нее, центр небесной сферы и зенит; мы получим плоскость небесного меридиана. Пересечение этой плоскости с небесной сферой даст большой круг $NZSNa$, проходящий через точки N , Z , S , Na и называемый небесным меридианом. Когда небесное светило в своем суточном движении пересекает небесный меридиан, говорим, что оно кульминирует.

Проведем теперь плоскость через центр небесной сферы, зенит и точки востока E и запада W . Это — плоскость первого вер-

тикала. Большой круг, по которому эта плоскость пересекает небесную сферу, называется первым вертикалом.

Плоскости математического горизонта и небесного меридиана являются основными в горизонтальной системе координат (рис. 33). Пусть светило находится в точке Q небесной сферы. Проведем луч зрения OQ и построим плоскость, проходящую через линии OZ и OQ , т. е. через линию отвеса и луч зрения. Эта

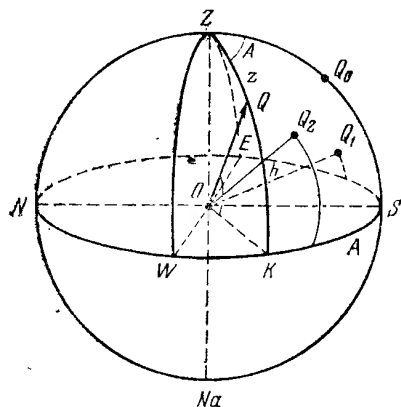


Рис. 33. Горизонтальная система координат (у точки Q_0 азимут равен нулю).

плоскость называется плоскостью вертикала светила. Она пересекает небесную сферу по большому кругу ZQK , который называется вертикалом светила. Отметим точку пересечения вертикала светила с математическим горизонтом буквой K . Тогда дуга большого круга KQ , измеряющая угол KOQ , равна угловому возвышению светила над горизонтом и называется высотой светила h . Если светило находится на горизонте, то его высота равна нулю; если же оно находится в зените, то $h = +90^\circ$, у светил, находящихся под горизонтом, высота отрицательна ($h < 0^\circ$).

Высота светила непосредственно измеряется специальными угломерными инструментами, например, теодолитами. Для того же, чтобы определить высоту Солнца, вполне достаточно гномона (рис. 34); зная его длину AB и длину отбрасываемой тени OB , мы можем найти из треугольника AOB , что

$$\operatorname{tg} h = \frac{AB}{OB},$$

где h — высота Солнца.

Астрономы обычно измеряют не высоту светила, а его зенитное расстояние z , т. е. угол $\angle ZOQ$ между лучом зрения и линией отвеса или дугу ZQ (см. рис. 33). Очевидно, что справедлива формула

$$z + h = 90^\circ.$$

Светила, обладающие одной и той же высотой, располагаются на малом круге небесной сферы, плоскость которого параллельна плоскости математического горизонта. Мы будем называть его кругом равных высот.

Для определения второй координаты, которая позволила бы установить, в какой точке круга равных высот находится данное светило, надо измерить угол между плоскостями вертикала свети-

и небесного меридиана. Этот угол измеряется дугой горизонта K , заключенной между точкой юга S и точкой K пересечения вертикала светила с горизонтом (см. рис. 33). Его называют азимутом светила и обозначают буквой A . Азимут отсчитывается от точки юга по направлению к западу. Так, например, у точки W он равен 90° , у точки N — 180° , а азимут точки E равен 270° .

Итак, два числа — азимут и зенитное расстояние (или азимут и высота), называемые горизонтальными координатами, дают возможность разыскать нужное нам светило.

Например, пусть задано, что в некоторый момент времени светило имеет азимут $A = 72^\circ$ и зенитное расстояние $z = 34^\circ$. Как отыскать его на небе?

Обратимся лицом к точке юга; затем от этой точки повернемся к западу на угол, равный 72° . Теперь мы обращены лицом к точке пересечения вертикала светила с горизонтом. Вычитаем из 90° величину зенитного расстояния, получаем для высоты светила 56° . Подняв наш взор на этот угол над горизонтом, мы найдем нужное нам светило.

Для определения горизонтальных координат светил служит особый прибор, называемый универсальным инструментом. Этот прибор состоит из зрительной трубы, которая может вращаться вокруг горизонтальной оси, снабженной разделенным кругом. Наведя трубу на светило, мы берем по вертикальному разделенному кругу отсчет. Это или высота, или зенитное расстояние. Горизонтальная ось укреплена в стойке, которая позволяет вращать инструмент вокруг вертикальной оси, т. е. изменять азимут. Беря отсчет горизонтального круга, мы определяем и эту координату.

Заканчивая описание горизонтальных координат, заметим, что светило, находящееся в зените и имеющее зенитное расстояние равное нулю, не имеет азимута. Зенит и надир — две «особые» точки этой системы координат.

Прежде чем перейти к описанию других систем небесных координат, рассмотрим суточное вращение небесной сферы.

§ 6. Суточное вращение небесной сферы

Все звездное небо, или, иначе говоря, вся небесная сфера, совершает видимое равномерное вращение вокруг оси мира с востока на запад. Это движение — кажущееся, вызванное суточным вращением Земли с запада на восток. Мы уже говорили о том, что вблизи Полярной звезды расположена неподвижная точка небесной сферы — северный полюс мира. Мы также упоми-

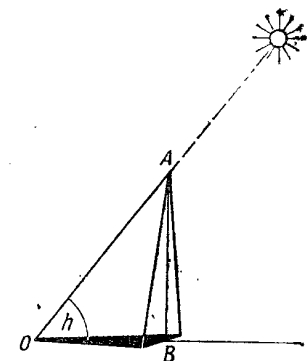


Рис. 34. Определение высоты Солнца по длине тени.

пяти, что полюс мира находится на небесном меридиане и его высота над горизонтом равна географической широте точки наблюдения. В южном полушарии неба расположена вторая неподвижная точка небесной сферы — южный полюс мира. Линия, проходящая через оба полюса и, конечно, через центр небесной сферы, называется осью мира. Таким образом, ось мира расположена в плоскости небесного меридиана и наклонена к плоскости горизонта под углом, равным географической широте.

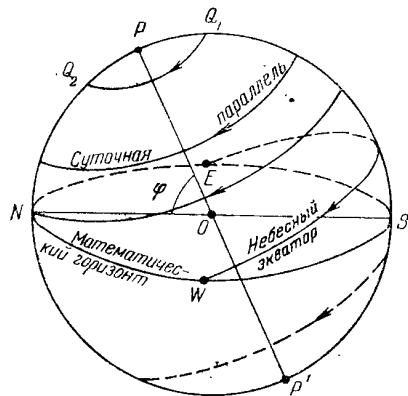


Рис. 35. Суточное вращение небесной сферы. Угол NOP равен географической широте φ места наблюдения.

сота уменьшается. На рис. 35 направление суточного движения показано стрелками.

Из этого рисунка следует, что у некоторых звезд суточные параллели проходят над плоскостью горизонта. Такие светила являются незаходящими. Нетрудно видеть, что у этих светил мы можем наблюдать их второе прохождение через меридиан при минимальной высоте над горизонтом. Такое положение светила (Q_2) называется нижней кульминацией. Чем дальше отстоит светило от полюса мира, тем больше описываемая им суточная параллель.

Постепенно отходя от полюса мира, мы встретим такую суточную параллель, которая касается горизонта в точке N . Находящееся на этой суточной параллели светило приходит в эту точку в момент нижней кульминации.

Светила, находящиеся еще дальше от полюса мира, заходят под горизонт и в своей нижней кульминации невидимы.

Наибольшая из суточных параллелей называется небесным экватором. Небесный экватор проходит через точки востока E и запада W . Небесный экватор — это большой круг, который получается при пересечении небесной сферы плоскостью, проходящей через ее центр перпендикулярно к оси мира. Он делит небесную сферу на два полушария — северное и южное.

Существует множество звезд, суточные параллели которых для жителей северного полушария Земли, проходят полностью над плоскостью горизонта. Такие звезды мы наблюдать не можем. Из того же рис. 35 видно, что при перемещении наблюдателя на юг ось мира будет наклоняться все больше, угол $NOP = \varphi$ будет уменьшаться, область незаходящих звезд становится меньшей, но зато в правой части рисунка появятся суточные параллели ранее невидимых звезд. Вот, в частности, причина того, что северные обсерватории стремятся иметь свои южные отделения. Легко понять, что в Пулковской обсерватории, имеющей широту, близкую к 60° , точка зимнего солнцестояния поднимается только на $6^\circ,5$ над горизонтом и наблюдения Солнца становятся невозможными.

§ 7. Экваториальная система координат

Горизонтальные координаты светил — азимуты и зенитные расстояния — непрерывно изменяются. Астрономы же нуждаются в таких координатах небесных светил, которые не изменялись бы со временем (по крайней мере, не изменялись бы быстро). Поэтому астрономы были вынуждены искать другие системы небесных координат. Так была введена система, у которой главная плоскость — плоскость небесного экватора.

На рисунке 36 изображены линии отвеса OZ и математический горизонт $SWNES$. На нем также показано расположение оси мира PP' — оси экваториальной системы координат. Проходящая через центр небесной сферы, перпендикулярно к оси мира, плоскость небесного экватора пересекает небесную сферу по большому кругу $NWVH'EH$. Это и есть небесный экватор. Проведем из центра небесной сферы луч зрения OQ . Затем через ось мира и луч зрения проводим плоскость PQO ; она пересекает небесную сферу по большому кругу $PQK'P'$, который называется кругом склонения светила. Круг склонения $PQK'P'$ пересекает небесный экватор в точке K . Угол между линиями OK и OQ , измеренный дугой KQ , называется склонением светила и обозначается греческой буквой дельта (δ). У светил северного небесного полушария склонения положительны, у светил южного полушария — отрицательны. Таким образом, склонения заключены в пределах от -90° до $+90^\circ$. Иногда вместо склонения употребля-

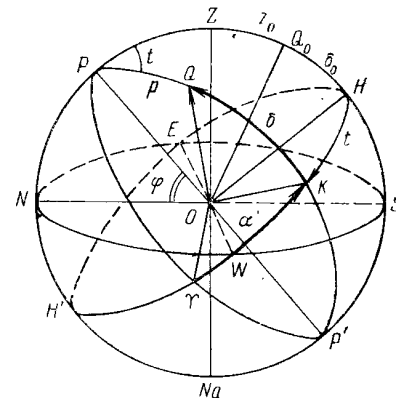


Рис. 36. Экваториальная система координат. Светило Q_0 кульминирует.

ют полярное расстояние (p) светила, которое измеряется углом между осью мира OP и лучом зрения OQ . Полярное расстояние заключено в пределах от 0° до 180° . Все небесные светила, имеющие одинаковое склонение, находятся на одной суточной параллели и, очевидно, при вращении небесной сферы их склонения не меняются.

Чтобы установить вторую координату, рассмотрим две плоскости — плоскость небесного меридиана $PZHSO$ и плоскость круга склонения светила $OPQKP'$. Они образуют двугранный угол, который измеряется дугой экватора, заключенной между точками H и K . Эта дуга, отсчитываемая от точки H в сторону вращения небесной сферы, т. е. к западу, называется часовым углом t светила. Это также угол при полюсе мира P между касательными к меридиану и кругу склонения. Часовой угол заключен в пределах от 0° до 360° .

Когда светило находится в верхней кульминации, его часовой угол равен нулю. Затем часовой угол возрастает пропорционально времени и когда светило приходит в нижнюю кульминацию, он становится равным 180° . Таким образом, у светил, находящихся к востоку от плоскости небесного меридиана, часовые углы больше 180° .

Итак, мы определили две экваториальные координаты светила — часовой угол t и склонение δ . В этой системе координат склонения звезд остаются постоянными, но часовые углы изменяются. Причина состоит в том, что за начало отсчета часовых углов принята точка H пересечения небесного экватора с небесным меридианом, не принимающая участия в суточном вращении небесной сферы. Но чтобы иметь обе координаты неизменными, нужно вместо часового угла ввести такую координату, которая отсчитывалась бы от точки экватора, принимающей участие в суточном вращении небесной сферы.

За такую начальную точку приняли точку весеннего равноденствия Υ , в которой небесный экватор пересекается с эклиптикой (см. рис. 36). Проведем круг склонения этой точки $P\Upsilon P'$. Между плоскостями $P\Upsilon P'O$ и $PQKP'O$ образуется двугранный угол, который измеряется отрезком дуги экватора ΥK . Этот угол отсчитывается от точки весеннего равноденствия Υ против направления суточного вращения небесной сферы, с запада на восток, и называется прямым восхождением светила. Он обозначается греческой буквой альфа (α).

Итак, мы определили две координаты светила — прямое восхождение и склонение. Они широко используются в астрономии, в том числе для составления списков звезд — звездных каталогов.

Остается последнее — связать между собой прямое восхождение и часовой угол светила.

Для этого надо ввести понятие о звездном времени. Двугранный угол между плоскостями $PHSP'O$ и $P\Upsilon P'O$, измеряющийся отрезком дуги экватора ΥH , измеряет звездное время в данный момент. Иначе говоря, звездное время — это часовой угол точки

весеннего равноденствия. Оно обозначается буквой s . Из рис. 36, видно, что дуга $H\Upsilon = \Upsilon K + KH$, а это означает, что справедлива формула

$$s = \alpha + t. \quad (2.1)$$

У астрономов есть специальные часы, которые идут по звездному времени (см. § 12). Зная прямые восхождения светил, несложно по формуле (2.1) вычислять их часовые углы. Кстати, заметим, что так как в момент верхней кульминации светила его часовой угол равен нулю, из формулы (2.1) следует, что звездное время равно прямому восхождению кульминирующего светила.

В заключение сделаем еще одно важное замечание. Часовой угол и прямое восхождение могут быть выражены в градусной мере угла. Однако гораздо чаще их выражают в особой «временной» мере. Так как небесная сфера совершает полный оборот на 360° за 24 часа, то за один час она поворачивается на 15° . Несложно составить следующую табличку:

1 час	-15°	1'—4 минуты времени
1 минута	$-15'$	1'—4 секунды времени
1 секунда	$-15''$	1''—1/15 секунды времени

Эта табличка помогает переводить часовой угол из одной меры в другую. Напомним, что принято обозначать дуговые меры следующими знаками: градус — $^\circ$; минута дуги — $'$; секунда дуги — $''$; меры времени: час — ч. или h; минута времени — м. или m; секунда времени — с. или s.

Иллюстрируем сказанное примером. Выразим часовой угол $t = 193^\circ 18' 55''$ в единицах времени; пользуясь табличкой, находим:

$$\begin{aligned} 193^\circ &= 193 \times 4 \text{ м.} = 772 \text{ м.} = 12 \text{ ч. } 52 \text{ м.} \\ 18' &= 18 \times 4 \text{ с.} = 72 \text{ с.} = 1 \text{ м. } 12 \text{ с.} \\ 55'' &= 55 \times 1/15 \text{ с.} = 3,7 \text{ с.} \\ 193^\circ 18' 55'' &= 12 \text{ ч. } 53 \text{ м. } 15,7 \text{ с.} \end{aligned}$$

Теперь переведем угол $\alpha = 22 \text{ ч. } 35 \text{ м. } 55,85 \text{ с.}$ в градусную меру. Пользуемся той же табличкой:

$$\begin{aligned} 22 \text{ ч.} &= 22 \times 15^\circ = 330^\circ \\ 35 \text{ м.} &= 35 \times 15' = 525' = 8^\circ 45' \\ 55,85 \text{ с.} &= 55,85 \times 15'' = 837'',8 = 13^\circ 57'',8 \\ 22 \text{ ч. } 35 \text{ м. } 55,85 \text{ с.} &= 338^\circ 58' 57'',8. \end{aligned}$$

§ 8. Звездные карты и атласы

Подобно тому как географ не может обойтись без географической карты, так и астроном должен иметь звездную карту неба. Если известны экваториальные координаты звезд, то можно изобразить ее на листе бумаги.

При построении звездных карт встречаются некоторые трудности: надо изобразить на плоском листе бумаги ту картину, которую мы видим на сфере, с наименьшими искажениями. Приходится применять теорию картографических проекций, выбирая соответствующие масштабы осей координат.

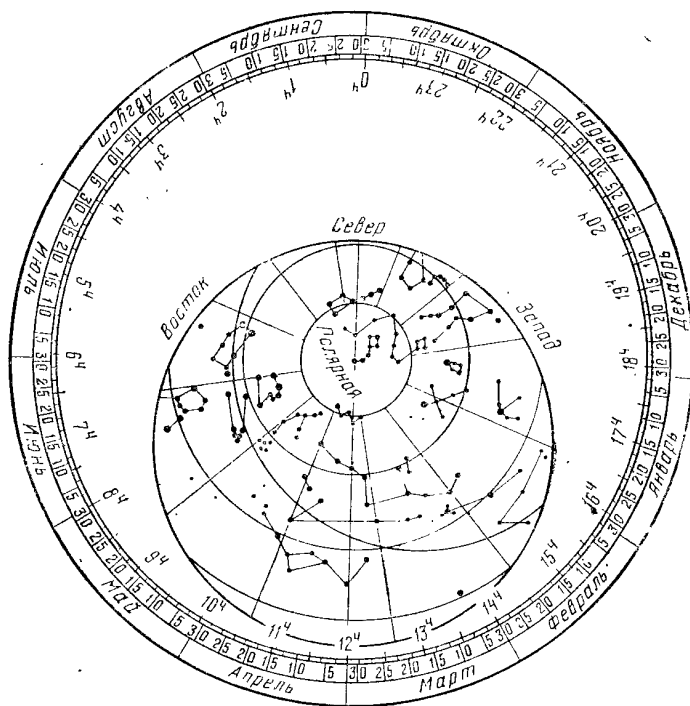


Рис. 37. Подвижная карта звездного неба.

Астроному-любителю на первых порах его работы приходится иметь дело с одной (наиболее искаженной) звездной картой. На общей карте звездного неба изображаются все доступные взору созвездия.

Особую роль играет подвижная карта звездного неба (рис. 37). Эта карта может вращаться вокруг полюса мира, т. е. отражать суточное вращение небесной сферы. В нижней части карты сделан вырез, сквозь который видна та часть звездного неба, которую можно наблюдать в данный момент. Края этого выреза очерчивают горизонт.

На следующем этапе своей работы любитель должен использовать более подробные карты неба. На каждой из таких карт изображена небольшая часть звездного неба. Примерами таких

карт могут служить приведенные выше рисунки созвездий и групп звезд (рис. 4—29).

Для более детального ознакомления с видом звездного неба можно рекомендовать звездный атлас акад. А. А. Михайлова. Этот атлас состоит из четырех карт, на которых изображены все звезды, видимые в СССР невооруженным глазом, т. е. ярче 5,76 звездной величины.

Один из наиболее полных атласов ярких звезд (до 6,25 звездной величины) — это Atlas Coeli П. А. Бечваржа, изданный Академией наук Чехословакии в 1959 г. Атлас составлен в крупном масштабе и дополнен звездным каталогом, содержащим богатую информацию о многих характеристиках звезд.

Несколько изданий выдержал полный атлас, составленный акад. А. А. Михайловым. Издание, вышедшее в 1969 г. (изд-во «Наука»), называется «Звездный атлас, содержащий звезды до 6,25 величины». В атласе 20 карт северного и южного полушарий, на которых изображено около 55 тысяч звезд. В 1974 г. в том же издательстве вышел его же «Атлас звездного неба, содержащий все звезды до 6,5 величины». Эти атласы очень ценны для наблюдателей переменных звезд, комет и телескопических метеоров.

Если вам стали известны координаты какого-либо не нанесенного на карту светила — планеты, астероида, кометы или «новой» звезды, то надо по отмеченной на краях карты координатной сетке нанести его положение на карту. Это даст возможность, отождествляя карту с небом, отыскать нужное вам светило. Если же вам повезло открыться новую комету или обнаружить вспышку новой звезды, нанесите ее положение на карту, и координатная сетка поможет определить экваториальные координаты, которые немедленно надо сообщить телеграммой в Государственный астрономический институт им. П. К. Штернберга (Москва, 134, Университетский просп., д. 13).

Так как экваториальные координаты звезд медленно изменяются со временем (см. § 11), то каждый звездный атлас относится к определенной «эпохе», которая обычно указывается составителем атласа.

Мы описали только те атласы, которые обычно используют любители. Специалисты создали для своих целей подробные атласы, на которых изображены и более слабые звезды. Один из таких атласов содержит 64 карты, на которых изображены все звезды, видимые в небольшой телескоп и имеющие склонения больше 23°. Этот атлас называется «Боннское Обзорение». Он имеется в библиотеках обсерваторий.

Существуют также специальные фотографические атласы — собрания репродукций оригинальных снимков неба. Один из таких фотографических атласов, Паломарский, воспроизводит снимки неба, полученные в синих и желтых лучах. По интенсивности изображенных звезд мы можем судить в таком случае и об их цвете.

§ 9. Эклиптика

В § 4 мы достаточно подробно описали пояс зодиака, по которому проходит видимый годичный путь движения Солнца — эклиптика.

Зная координаты Солнца для каждого дня в году, которые можно найти в любом астрономическом ежегоднике (см. § 17), можно нанести его положения на звездную карту и начертить эклиптику. Эклиптика — это большой круг на небесной сфере, по которому плоскость земной орбиты пересекает последнюю. Она наклонена к небесному экватору под углом $23^{\circ},5$ и пересекает его в точках весеннего и осеннего равноденствий.

Солнце, переходя в конце марта из южного полушария неба в северное, пересекает небесный экватор в точке весеннего равноденствия, находящейся в созвездии Рыб. В этот момент его склонение равно нулю и прямое восхождение также равно нулю.

После этого склонение Солнца увеличивается и наибольшего значения, равного $23^{\circ},5$, оно достигает в конце июня, когда приходит в точку летнего солнцестояния. Его прямое восхождение в этот момент равно шести часам. Точка летнего солнцестояния находится в созвездии Близнецов.

Затем начинается уменьшение склонения Солнца. В конце сентября Солнце вновь пересекает экватор, проходя через точку осеннего равноденствия, расположенную в созвездии Девы. В этот момент склонение Солнца равно нулю, а прямое восхождение — 12 часам. Начиная с этого момента Солнце становится на по-

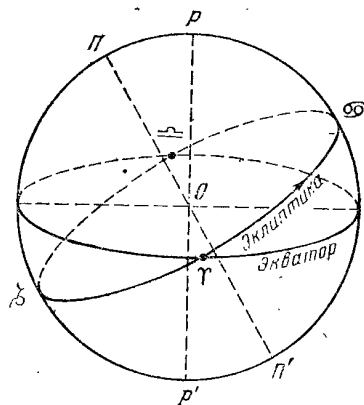


Рис. 38. Расположение эклиптики на небесной сфере.

На рисунке 38 изображены небесный экватор и эклиптика. Стрелкой показано направление годичного движения Солнца. Знаком γ обозначена точка весеннего равноденствия. Этот знак принят для обозначения созвездия Овна, в то время как точка рав-

ноденствия в созвездии Стрельца точку зимнего солнцестояния, у которой склонение равно $-23^{\circ},5$, а прямое восхождение 18 часам. После этого склонение Солнца возрастает (убывает по абсолютной величине) и в конце марта снова становится равным нулю, когда Солнце приходит в точку весеннего равноденствия, замкнув полный обход по эклип- тике.

Солнца в наше время находится в созвездии Рыб. В чем? В § 11 будет объяснено явление прецессии — предварения равноденствий. Оно приводит к смещению положения точки весеннего равноденствия, которая находилась в созвездии Овна 20 лет назад, когда вводились эти обозначения. Точка летнего солнцестояния обозначена знаком δ , которым отмечается созвездие Рака, точка осеннего равноденствия — ϵ (созвездие Весов) и точка зимнего солнцестояния — ζ (знак созвездия Козерога)*).

Точка Π , в которой перпендикуляр к плоскости эклиптики пересекает небесную сферу, — северный полюс эклиптики. Его экваториальные координаты $\alpha = 18$ ч. и $\delta = +66^{\circ},5$; он расположен вблизи головы Дракона.

§ 10. Эклиптикальные координаты

Иногда приходится пользоваться эклиптикальными координатами небесных светил, которые отнесены к плоскости эклиптики. На рис. 39 изображена эклиптика и перпендикулярная ей ось $\Pi O \Pi'$. Проведя через луч зрения OQ и ось эклиптики $\Pi O \Pi'$ плоскость, мы получим круг астрономических долгот светил $PQTH'$. Угол β называется астрономической широтой светила и обычно обозначается буквой β . Широты заключены в пределах от 0 до $+90^{\circ}$.

Вторая координата — астрономическая долгота светила, обозначаемая обычно через λ , — дуга эклиптики γT . Она отсчитывается от точки весеннего равноденствия γ в градусах по направлению с запада на восток.

§ 11. Предварение равноденствий (прецессия)

Рассмотрим теперь одного важного вопроса, без которого ни астроном не может грамотно пользоваться звездными картами и звездными каталогами.

Уже в древности было обнаружено, что точка весеннего равноденствия медленно перемещается на фоне звезд. Она плавно, по $50''$ в год, смещается навстречу движущемуся по эклип- тике Солнцу. Отсюда и возник термин «предварение равноденствий».

* В античные времена точки были около 2000 лет назад.

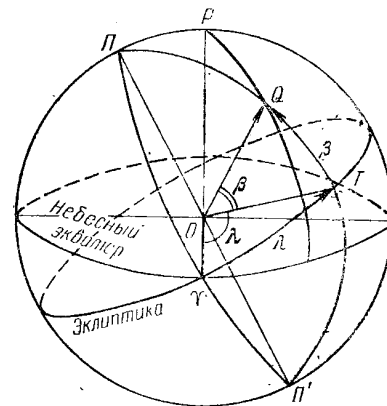


Рис. 39. Эклиптикальные координаты.

Вызвано это тем, что ось вращения pp' Земли под влиянием лунно-солнечных притяжений описывает в мировом пространстве конус, осью которого является ось эклиптики $ПП'$ (рис. 40). Растворение этого конуса 47° ; полный обход конуса завершается за 26 тысяч лет.

В результате такого перемещения оси Земли, называемого прецессией, полюсы мира очень медленно движутся вокруг полюсов эклиптики. На рис. 41 показан путь северного полюса мира. Мы видим, что около 2000 года северный полюс мира находится около α Малой Медведицы, а около 14 000 года он подойдет к Веге!

Теория прецессии чрезвычайно сложна, но нам нет необходимости в нее вдаваться. Нам нужен практический учет влияния прецессии на координаты звезд, чему помогает таблица 5 (с. 294). Покажем, как ею пользоваться. В таблице 5 две части.

В первых 16 столбцах для склонений, заключенных в пределах от -30 до $+80^\circ$, через каждые 10° приведены годовые изменения прямых восхождений $\Delta\alpha$ для различных α — от 0 ч. 00 м. до 24 ч. 00 м., через 40 минут. В последнем же столбце приведены изменения склонений $\Delta\delta$. Таким образом, часть таблицы, содержащая $\Delta\alpha$, имеет два «входа» для интерполирования, а та часть, которая содержит $\Delta\delta$, — один.

Допустим, что нам известны координаты светила, отнесенные к положению небесного экватора и эклиптики для эпохи каталога 1855 г., которая

была принята при составлении Боллского Обзорения. Мы же хотим узнать, какие координаты должно иметь это светило в эпоху 1900 г., т. е. на 45 лет позднее. Для этого надо вычислить годовое изменение координат, умножить его на 45 и прибавить к координатам эпохи 1855 г.

Начнем с обработки склонения светила. Из таблицы 5 видно, что $\Delta\delta$ зависит только от α . Пусть прямое восхождение светила равно 15 ч. 37 м. 16 с., а склонение $+33^\circ 35' 52''$; выписываем из последнего столбца таблицы 5 данные для подходящего интервала:

α	$\Delta\delta$
15 ч 20 м.	$-12''.9$
16 00	-10.0

Прямое восхождение увеличилось на 40 м., а величина поправки

на $2''.9$. Разделив последнюю величину на 40, мы получим изменение $\Delta\delta$ при увеличении α на 1 минуту: $+0''.0725$. Заданное прямое восхождение превышает 15 ч. 20 м. на 17 м. 16 с. = 47,3 м.; умножаем на 0,0725 и получаем, приблизительно,

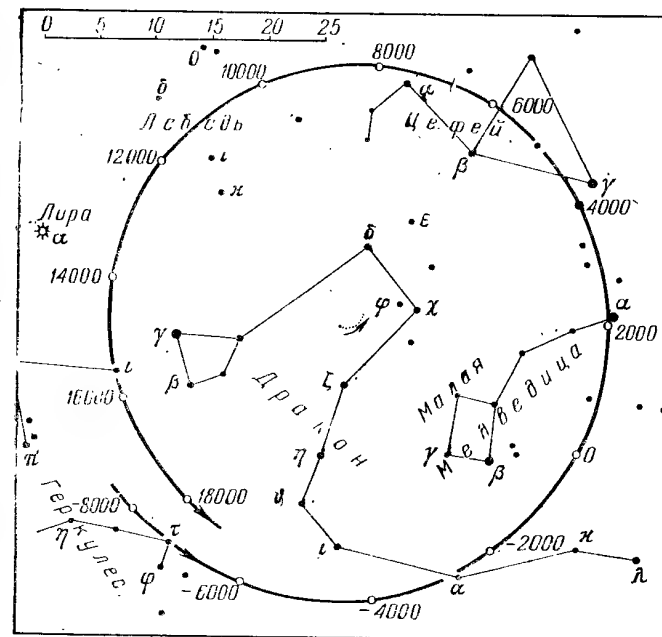


рис. 41. Путь северного полюса мира на небесной сфере, описываемый вследствие прецессии. Числами указаны годы, соответствующие различным положениям полюса мира. Дугой из мелких точек показано смещение северного полюса эклиптики, маленькой стрелкой около дуги — направление перемещения. Вверху слева приведен масштаб в градусах.

$+1''.2$. Прибавив эту поправку к величине $-12''.9$, получим $\Delta\delta = -11''.7$. Умножив, наконец, на 45, получим

$$45\Delta\delta = -11''.7 \times 45 = -526'' = -8'46''.$$

Придав ее к склонению звезды, найдем

$$\delta_{1900} = +33^\circ 35' 52'' - 8'46'' = +33^\circ 27' 06''.$$

Выполненное нами действие называется линейным интерполированием.

Теперь приступим к преобразованию прямого восхождения. Пользуемся первой частью таблицы 5, содержащей годовые изменения $\Delta\alpha$, сложнее, так как таблица имеет два входа. Выпишем из нее часть, «внутри» которой находятся заданные

координаты светила:

α	δ	+30°	+40°
15 ч. 20 м		2,48 с.	2,21 с.
16 00		2,40	2,10

Теперь интерполировать надо в двух направлениях. Допустим сначала, что склонение звезды равно точно +30°, а ее прямое восхождение на 17 м. 16 с. = 17,3 м. больше, чем табличное значение 15 ч. 20 м. Из столбца, соответствующего в последней табличке +30°, находим, что при изменении α на 40 м. $\Delta\alpha$ уменьшилось на 0,08 с. Разделив на 40, получаем изменение $\Delta\alpha$ за минуту — 0,002 с. Умножив на 17,3, получим 0,03 с., которые вычитаем из 2,48 и получаем 2,45 с.

Теперь производим такое же действие с числами, помещенными в столбце, соответствующем $\delta = +40^\circ$. Здесь уменьшение $\Delta\alpha$ произошло на 0,11 с.; разделив на 40, находим 0,00275. Умножив на 17,3 и вычтя из 2,21, получим 2,16 с.

Мы выполнили интерполирование в одном направлении (по прямому восхождению). Выписываем результаты в виде таблички:

α	δ	+30°	+40°
15 ч. 37 м. 16 с.		2,45 с.	2,16 с.

Надо выполнить второе интерполирование, так как заданное нам склонение светила равно $33^\circ 35' 52'' = 33^\circ 35',9 = 33^\circ 6'$ (мы обратили секунды в доли минуты, а затем минуты в доли градуса). Заданное нам значение склонения превосходит табличное на $3^\circ 6'$. Из таблицы видно, что при увеличении склонения на 10° $\Delta\alpha$ уменьшается на 0,29 с. Следовательно, при увеличении на 1° оно уменьшится на 0,029 с. Умножив на 3,6, находим поправку 0,10 с., которую и надо отнять от табличного значения 2,45. Получаем 2,35, которые умножаем на разницу эпох, равную 45. Это дает 106 с. = 1 м. 46 с. Прибавляя к заданному прямому восхождению, получаем нужный ответ:

$$\alpha_{1900} = 15 \text{ ч. } 37 \text{ м. } 16 \text{ с.} + 1 \text{ м. } 46 \text{ с.} = 15 \text{ ч. } 39 \text{ м. } 02 \text{ с.}$$

Если надо вычислить положение светила для более ранней эпохи, например, перейти от координат 1950 г. к координатам 1900 г., то надо выполнить те же самые вычисления, но полученные поправки придают с обратным знаком.

Конечно, описанный учет влияния прецессии приближенный, но для наших целей его точность вполне достаточна. Точный учет производится гораздо сложнее. Так, например, для близких к

Звезд пользоваться описанным нами способом вообще не следует. Поэтому таблица 5 не содержит $\Delta\alpha$ и $\Delta\delta$ для звезд, имеющих склонения больше +80°. В этих местах небесной сферы надо пользоваться точными формулами, так как здесь влияние прецессии оказывается гораздо сильнее.

§ 12. Время и способы его измерения. Звездное время

Окружающий нас мир находится в состоянии разлупия. В нем ничего неизменного, все движется, все претерпевает изменения. Изменения протекают во времени; время — одна из основных характеристик существования материи. Пространство и время — неотделимые от материи понятия. Мы не можем представить себе Вселенную вне пространства и вне времени. Понятия пространства и времени теряют свой смысл без материи.

Для измерения пространства человек выработал наиболее обоснованную единицу измерения — метр. Для измерения же времени надо было отыскать в природе такой процесс, который совершался бы строго периодически, и был бы легко доступен наблюдениям. Таким процессом оказалось, с очень большой точностью, вращение Земли вокруг ее оси, которое мы воспринимаем как суточное вращение небесной сферы. Была создана астрономическая система измерения времени.

За единицу измерения времени была принята продолжительность одного полного оборота Земли вокруг оси — сутки. Можно гарантировать, что Земля вращается вокруг оси равномерно? В древние времена считали, что можно, и понадобились многолетние наблюдения, прежде чем было установлено, что эта гарантия неосуществима. На самом деле Земля вращается неравномерно, эта неравномерность настолько незначительна, что ею можно пренебречь, когда речь идет о первоначальном определении понятия астрономического способа счета времени.

Проследим в течение нескольких вечеров за видимым суточным движением небесной сферы. Допустим, что в данный момент кака-нибудь яркая звезда заходит за угол здания. Повторим это наблюдение завтра, вернувшись на то же самое место, с которого мы наблюдали сегодня. К тому моменту, когда та же самая звезда зайдет за угол здания, небесная сфера совершит полный оборот, и, следовательно, земной шар повернется один раз вокруг своей оси по отношению к данной звезде. Этот промежуток времени можно назвать звездными сутками. При помощи астрономического инструмента, установленного в плоскости меридиана, можно точно отметить момент верхней (или нижней) кульминации какой-нибудь звезды. Тогда, считая, что звезда неподвижно скреплена с небесной сферой, можно определить звездные сутки как промежуток времени между двумя последовательными одноименными кульминациями какой-либо звезды. Звездные сутки делят на звездные часы, звездный час — на 60 звездных минут и звездную минуту — на 60 звездных секунд. Это дает возможность вы-

ражать различные промежутки времени в единицах счета звездного времени. Однако необходимо еще установить, от какого момента мы будем отсчитывать ход звездного времени. Условились считать за начало местных звездных суток момент верхней кульминации точки весеннего равноденствия; в этот момент звездное время равно нулю часов, нулю минут и нулю секунд.

Уточняя понятие о звездных сутках, определим их как промежутки времени между двумя последовательными одноименными кульминациями точки весеннего равноденствия. Далее, ввиду того, что суточное вращение небесной сферы можно считать (почти) равномерным, мы видим, что часовой угол точки весеннего равноденствия возрастает пропорционально времени. Поэтому часовой угол точки весеннего равноденствия припят за меру звездного времени, как это уже было сказано в § 7.

В астрономических обсерваториях имеются часы, идущие по звездному времени. Они называются звездными часами. Звездное время совершенно необходимо при выполнении некоторых астрономических наблюдений и расчетов. Однако оно совершенно не пригодно для организации нашей практической деятельности — кульминация точки весеннего равноденствия (начало звездных суток) в разное время года бывает и утром, и днем, и вечером, и ночью. Наша жизнь связана с Солнцем, с его суточным и годичным движением. Поэтому и время приходится измерять, соотносясь с движением Солнца; но это гораздо сложнее.

§ 13. Истинное солнечное время

Тот момент, когда центр солнечного диска пересекает южную часть небесного меридиана, т. е. когда Солнце находится в верхней кульминации, называется истинным полднем. Промежуток времени между двумя последовательными истинными полуднями называется истинными солнечными сутками. Если принять истинный полдень за начало счета истинного солнечного времени, то можно определить последнее, обозначаемое обычно через $T_{\odot}$, как часовой угол центра Солнца в данный момент.

Казалось бы, что все обстоит так же просто, как со звездным временем? Не совсем так. Солнце движется по эклиптике неравномерно вследствие того, что земная орбита не окружность, а эллипс; поэтому хотя Солнце совершает замкнутый путь за год, оно в разные месяцы движется по эклиптике то быстрее, то медленнее, и влияние этой неравномерности довольно существенно. Кроме того, движение Солнца происходит по эклиптике, как мы знаем, наклоненной к небесному экватору, а часовые углы отсчитываются по экватору. Это также сказывается, и потому истинные солнечные сутки имеют неодинаковую продолжительность в разное время года! Истинное солнечное время — понятие необходимое, но пользоваться им для организации счета времени нельзя. Ведь часы должны идти равномерно.

Чтобы пайти способ измерения солнечного времени, астрономы пришлось ввести вместо истинного Солнца так называемое «среднее солнце» — некоторую фиктивную точку, которая равномерно движется по небесному экватору, совершая полный оборот, перемещаясь в сторону возрастания прямых восхождений, с запада на восток. Это «среднее солнце» принимается астрономами за указатель среднего солнечного времени. Момент его

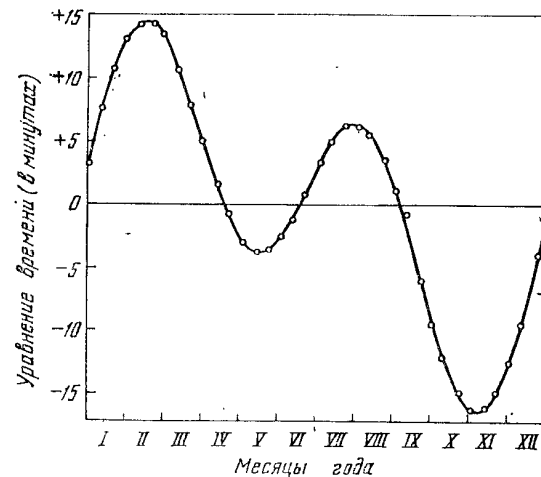


Рис. 42. График уравнения времени.

хней кульминации — местный средний полдень. До 1925 г. принимался за начало суток. С 1 января 1925 г., по международному соглашению, считается, что в этот момент 12 часов.

Средними солнечными сутками называется промежуток времени, отделяющий два последовательных средних полдня. Они делятся на часы, минуты и секунды среднего солнечного времени. Видно, что средние солнечные сутки сохраняют постоянную продолжительность и, как показали наблюдения, равны году, деленному на 365,2422. Отсюда нетрудно подсчитать, на какой угол возрастает прямое восхождение среднего солнца за сутки. Для этого надо разделить 360° на 365,2422; мы получим $0^\circ,98564$, что в временной мере соответствует 3 м. 56,55 с.

Если обозначить часовой угол среднего солнца через t_m , то истинное местное время можно определить как $T_m = 12^h + t_m$.

Итак, важнейший вид времени — среднее солнечное время — определяется часовым углом какой-то фиктивной точки — «среднего солнца». Читатель, несомненно, несколько озадачен. Как же определить из наблюдений этот часовой угол? Оказывается, что в этом нет необходимости. Его можно вычислить.

Введем следующие обозначения: α_m — прямое восхождение среднего солнца, $t_\odot$ — часовой угол Солнца, $\alpha_\odot$ — его прямое восхождение и s — звездное время. По формуле (2.1) запишем два равенства:

$$s = t_m + \alpha_m \text{ и } s = t_\odot + \alpha_\odot.$$

Приравняем их друг другу; тогда

$$t_m + \alpha_m = t_\odot + \alpha_\odot,$$

и, следовательно,

$$t_m = t_\odot + \alpha_\odot - \alpha_m = t_\odot + \eta,$$

где через η обозначена разность $\eta = \alpha_\odot - \alpha_m$, называемая уравнением времени. Эта величина может быть заранее вычислена на основании известных закономерностей движения Земли. Она приводится для каждого дня года в астрономических ежегодниках (календарях). Поэтому, измерив часовой угол центра Солнца $t_\odot$, мы можем вычислить по последней формуле часовой угол t_m «среднего солнца»; прибавив к нему 12 ч., мы определим среднее солнечное время T_m .

Обычно астрономы предпочитают не определять часовой угол Солнца, а наблюдать Солнце в момент истинного полудня, когда $t_\odot = 0$. В этом случае $t_m = \eta$, т. е. часовой угол «среднего солнца» равен уравнению времени. Примерный график уравнения времени изображен на рис. 42, а его приближенные значения приведены в таблице I, которую нетрудно интерполировать, но еще лучше нанести ее данные на график, построенный в крупном масштабе.

Таблица I

Уравнение времени в разные даты *)

Дата	η	Дата	η	Дата	η
Январь 1	-3,6 м.	Май 10	-3,7 м.	Сентябрь 10	-3,0 м.
11	-8,0	20	-3,6	20	-6,5
21	-11,4	30	-2,6	30	-10,0
31	+13,6	Июнь 10	-0,8	Октябрь 10	-12,9
Февраль 10	+14,4	20	+1,3	20	-15,2
20	+13,9	30	+3,4	30	-16,3
Март 1	+12,5	Июль 10	+5,2	Ноябрь 10	-16,1
11	+10,2	20	+6,2	20	-14,4
21	+7,3	30	+6,3	30	-11,4
31	+4,3	Август 10	+5,3	Декабрь 10	-7,2
Апрель 10	+1,4	20	+3,3	20	-2,4
20	-1,1	30	+0,6	30	+2,5
30	-2,8				

*) В разные годы указанные значения уравнения времени изменяются в небольших пределах.

§ 15. Поясное, всемирное и декретное время

В предыдущем параграфе мы ввели понятие местного среднего времени. Для всех наблюдателей, расположенных на одном географическом меридиане, среднее местное время одинаково. Если два наблюдателя находятся на различных меридианах, их среднее время будет неодинаковым, что легко понять из

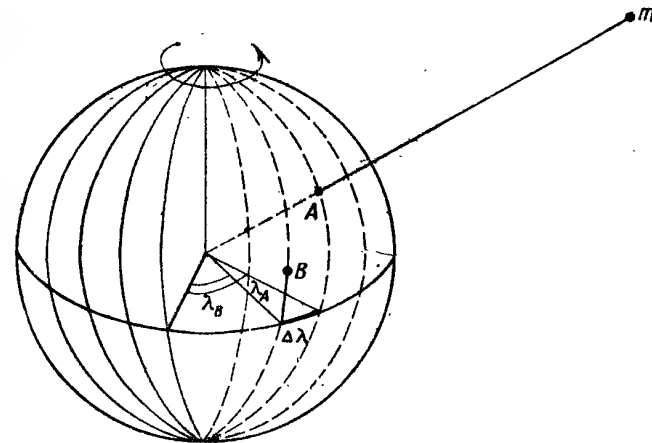


Рис. 43. Объяснение различия среднего местного времени на различных меридианах.

с. 43. Так как земной шар вращается с запада на восток, то Солнцу бывают последовательно обращены все меридианы, сначала восточные, а затем западные. Следовательно, если «среднее солнце» m проходит через меридиан в пункте A , то в пункте B , лежащем к западу от пункта A , оно до плоскости меридиана еще не дошло. Поэтому в пункте B среднее местное время меньше, чем в пункте A . На сколько? Очевидно, на время, необходимое для поворота на двугранный угол, заключенный между плоскостями географических меридианов пунктов A и B . Этот угол — не что иное, как разность географических долгот этих пунктов. Обозначим эту разность географических долгот через $\Delta\lambda = \lambda_A - \lambda_B$. Итак, $T_A = T_B + \Delta\lambda$.

Географическую долготу принято отсчитывать от меридиана Гринвичской обсерватории (в Лондоне) к востоку.

Гринвичское среднее время называется всемирным, или мировым, и сокращенно обозначается УТ или МВ. По международному соглашению все астрономические наблюдения и результаты вычислений публикуются по всемирному времени. Чтобы получить из нашего местного среднего времени всемирное, надо отнять восточную долготу пункта наших наблюдений.

Местное среднее время неудобно в гражданской жизни, так как каждый город должен был бы жить по своему времени. Поэтому было введено поясное время. Принцип введения поясного времени очень прост: весь земной шар разделен на часовые пояса меридианами, отстоящими друг от друга по долготе на 15° .

В «нулевом» поясе центральный меридиан — Гринвичский и принято среднее гринвичское или всемирное время. В первом (среднеевропейском) поясе принято время, идущее на час впереди гринвичского. Во втором поясе находятся Ленинград, Москва, Киев, Одесса и ряд других крупных городов. Во всех этих местах поясное время идет на два часа впереди гринвичского. По такому же принципу введен счет времени и в остальных поясах.

Главное достоинство этого счета времени состоит в том, что время в различных поясах отличается друг от друга на целое число часов (равное разности номеров поясов), и таким образом, минуты и секунды в данный момент для всей Земли одинаковы.

Покажем на примере, как переходить от местного среднего времени к поясному.

Допустим, что наше местное среднее время 15 ч. 17 м. 15 с. и наша долгота к востоку от Гринвича равна $+3$ ч. 10 м. 03 с. Как узнать наше поясное время?

Сначала вычислим всемирное время. Для этого надо отнять от нашего местного среднего времени долготу:

$$15 \text{ ч. } 17 \text{ м. } 15 \text{ с.} - 3 \text{ ч. } 10 \text{ м. } 03 \text{ с.} = 12 \text{ ч. } 07 \text{ м. } 12 \text{ с.}$$

Мы находимся в третьем поясе; следовательно, надо прибавить три часа. Получаем наше поясное время 15 ч. 07 м. 12 с.

Границы поясов не проходят строго по географическим меридианам. Так как границы пояса — понятие условное, то их проводят вдоль горных хребтов (Урал) или вдоль течения больших рек (Обь, Лена). Всегда учитывают экономические связи и административное деление страны.

Кроме поясного времени, введено еще время декретное, которое в осенние и зимние месяцы больше поясного на один час, а в летние — на два часа *). Это мероприятие вызвано необходимостью экономить электроэнергию, затрачиваемую на освещение, и по гигиеническим соображениям.

§ 16. Перевод среднего времени в звездное и обратно

Для определения среднего времени нет необходимости прибегать к наблюдениям Солнца, описанным в § 14. Его можно вычислить по звездному времени, которое определяется из наблюдений точнее. Можно также, зная среднее время, вычислить звездное. Покажем, как это делается.

*) Исключением являются Татарская АССР, Краснодарский край, Ставропольский край, Горьковская, Ростовская, Вологодская, Рязанская, Ярославская и некоторые другие регионы.

Начнем с преобразования промежутков времени. Обозначим промежуток времени между двумя событиями через τ . Если разделить τ на продолжительность средних суток T , то мы получим величину τ_m , показывающую, чему равен промежуток τ , выраженный в единицах среднего времени. Итак, $\tau_m = \tau/T$. Аналогично поделим τ на продолжительность звездных суток S и получим величину τ_s — промежуток τ , выраженный в единицах звездного времени: $\tau_s = \tau/S$, откуда

$$\frac{\tau_m}{\tau_s} = \frac{S}{T}.$$

Теперь надо вычислить отношение S/T . Мы уже говорили, что год содержит 365,2422 средних солнечных суток. Так как за год «среднее солнце», двигаясь с запада на восток, т. е. против суточного вращения небесной сферы, делает один полный оборот по экватору, то за это время небесная сфера сделает на один суточный оборот больше, чем Солнце. Таким образом, год содержит 366,2422 звездных суток и равен

$$E = 365,2422 T = 366,2422 S.$$

Отсюда находим

$$\frac{S}{T} = \frac{365,2422}{366,2422}.$$

Сравнивая с предыдущей формулой, получаем

$$\frac{\tau_m}{\tau_s} = \frac{365,2422}{366,2422}.$$

Последнее соотношение позволяет переводить интервалы времени. Чтобы получить величину τ_m по заданной величине τ_s , преобразуем последнюю формулу следующим образом:

$$\tau_m = \frac{365,2422}{366,2422} \tau_s = \left(1 - \frac{1}{366,2422}\right) \tau_s = \tau_s - \Delta s,$$

где $\Delta s = \frac{\tau_s}{366,2422}$.

Эта поправка Δs легко находится по таблице 2 (с. 291), в которой она указана для часов, минут и десятков секунд звездного времени. Покажем на примере, как пользоваться этой таблицей. Допустим, что нам надо выразить 14 ч. 46 м. 54 с. звездного времени в единицах времени среднего. Из таблицы 2 находим величину Δs :

Для 14 ч.		$\Delta s = 2$ м. 17,6 с.
» 40 м.		6,6 »
» 6 м.		1,0 »
» 54 с.		0,1 »

Итого для 14 ч 46 м. 54 с. $\Delta s = 2$ м. 25,3 с.

Вычитая затем Δs из τ_s , находим τ_m в соответствии с формулой.

$$\tau_m = \tau_s - \Delta s = 14 \text{ ч. } 46 \text{ м. } 54 \text{ с.} - 2 \text{ м. } 25,3 \text{ с.} = 14 \text{ ч. } 44 \text{ м. } 28,7 \text{ с.}$$

Для решения обратной задачи, превращения интервала среднего времени τ_m в интервал звездного времени, перепишем исходную формулу в следующем виде:

$$\tau_s = \frac{366,2422}{365,2422} \tau_m = \left(1 + \frac{1}{365,2422}\right) \tau_m = \tau_m + \Delta m,$$

где через Δm обозначена величина $\Delta m = \frac{\tau_m}{365,2422}$. Значения поправок Δm приведены в таблице 3 (с. 291).

Приводим пример использования этой таблицы. Пусть дано $\tau_m = 18 \text{ ч. } 24 \text{ м. } 35 \text{ с.}$ среднего времени и надо найти соответствующий ему интервал звездного времени τ_s . Находим по таблице 3:

Для 18 ч.	Δm 2 м. 57,4 с.
» 20 м.	3,3 »
» 4 м.	0,7 »
» 35 с.	0,1 »
Для 18 ч. 24 м. 35 с.	Δm 3 м. 1,5 с.

Итак,

$$\tau_s = \tau_m + \Delta m = 18 \text{ ч. } 24 \text{ м. } 35 \text{ с.} + 3 \text{ м. } 1,5 \text{ с.} = 18 \text{ ч. } 27 \text{ м. } 36,5 \text{ с.}$$

Теперь можно приступить к решению полной задачи. Допустим, что нам известно звездное время в некоторый момент и нам надо найти среднее время. Например, пусть в пункте с долготой $\lambda = 2 \text{ ч. } 3 \text{ м. } 0 \text{ с.}$ астроном наблюдал звезду α Орла, имеющую прямое восхождение $\alpha = 19 \text{ ч. } 49 \text{ м. } 45 \text{ с.}$ (для эпохи 1979 г.). 16 августа 1979 г. в момент ее верхней кульминации. Нужно определить местное среднее время.

Мы знаем, что звездное время равно прямому восхождению кульминирующей звезды. Поэтому заданная нам задача сводится к определению момента среднего времени, соответствующего звездному времени 19 ч. 49 м. 45 с. 16 августа 1979 года.

Прежде всего узнаем, каково было звездное гринвичское время $s_{\text{гр}}$ в этот момент. Для этого надо отнять долготу. Получаем

$$s_{\text{гр}} = s - \lambda = 19 \text{ ч. } 49 \text{ м. } 45 \text{ с.} - 2 \text{ ч. } 3 \text{ м. } 0 \text{ с.} = 17 \text{ ч. } 46 \text{ м. } 45 \text{ с.}$$

Как мы увидим в следующем параграфе, в «Астрономическом Ежегоднике» приводятся значения звездного времени для нулевых часов всемирного времени каждого дня года s_0 . Находим из Ежегодника 1979 г. значение s_0 для 16 августа; оно равно $s_0 = 21 \text{ ч. } 35 \text{ м. } 11 \text{ с.}$ Это позволяет найти интервал звездного времени τ_s , протекший с момента гринвичской полночи, т. е. $\tau_s = s_{\text{гр}} - s_0$. В нашем случае

$$\tau_s = 17 \text{ ч. } 46 \text{ м. } 45 \text{ с.} - 21 \text{ ч. } 35 \text{ м. } 11 \text{ с.} = -3 \text{ ч. } 48 \text{ м. } 26 \text{ с.}$$

Остается преобразовать τ_s в τ_m , как уже было объяснено, для того, чтобы получить интервал среднего времени, протекший с момента гринвичской полночи, т. е. всемирное время. Находим по таблице 2 поправку $\Delta s = 38 \text{ с.}$ Отсюда $\tau_m = -3 \text{ ч. } 47 \text{ м. } 48 \text{ с.} = T_{\text{гр}} -$ среднее гринвичское (или всемирное) время. Для получения среднего местного времени прибавляем долготу:

$$m = T_{\text{гр}} + \lambda = -3 \text{ ч. } 47 \text{ м. } 48 \text{ с.} + 2 \text{ ч. } 3 \text{ м. } 0 \text{ с.} = -1 \text{ ч. } 44 \text{ м. } 48 \text{ с.} = 22 \text{ ч. } 15 \text{ м. } 12 \text{ с.}$$

Таким образом, мы получили, что в момент верхней кульминации Орла местное среднее время было равно 22 ч. 15 м. 12 с.

Если бы нам надо было получить поясное время, то к $T_{\text{гр}}$ надо было бы прибавить не долготу, а номер часового пояса N . Мы получили бы

$$T_{\text{поясн}} = T_{\text{гр}} + N = -3 \text{ ч. } 47 \text{ м. } 48 \text{ с.} + 2 \text{ ч.} = -1 \text{ ч. } 47 \text{ м. } 48 \text{ с.} = 22 \text{ ч. } 12 \text{ м. } 12 \text{ с.}$$

Для получения же декретного времени надо прибавить еще один час:

$$T_{\text{декр}} = T_{\text{поясн}} + 1 \text{ ч.} = 23 \text{ ч. } 12 \text{ м. } 12 \text{ с.}$$

Теперь решим обратную задачу. Дано местное среднее время в пункте с долготой $\lambda = 2 \text{ ч. } 30 \text{ м. } 18 \text{ с.}$, равное $T_m = 1979$, августа 16, 14 ч. 18 м. 44 с. Надо узнать, чему равно звездное время в этот момент. Начиная с того, что находим всемирное время $T_{\text{гр}} = -T_m - \lambda = 14 \text{ ч. } 18 \text{ м. } 44 \text{ с.} - 2 \text{ ч. } 30 \text{ м. } 18 \text{ с.} = 11 \text{ ч. } 48 \text{ м. } 26 \text{ с.}$ Очевидно, что $T_{\text{гр}}$ равно интервалу среднего времени, протекшему с момента гринвичской полночи, и эту величину можно обозначить через τ_m . Найдём теперь, сколько прошло звездного времени с момента гринвичской полночи, для чего превращаем τ_m в τ_s . Находим по таблице 3 поправку $\Delta m = 1 \text{ м. } 56 \text{ с.}$ и получаем

$$\tau_s = \tau_m + \Delta m = 11 \text{ ч. } 48 \text{ м. } 26 \text{ с.} + 1 \text{ м. } 56 \text{ с.} = 11 \text{ ч. } 50 \text{ м. } 22 \text{ с.}$$

Остается прибавить к полученной величине звездное время s_0 средней гринвичской полночи, взятое из Ежегодника:

$$s_{\text{гр}} = s_0 + \tau_s = 21 \text{ ч. } 35 \text{ м. } 11 \text{ с.} + 11 \text{ ч. } 50 \text{ м. } 22 \text{ с.} = 33 \text{ ч. } 25 \text{ м. } 33 \text{ с.} = 9 \text{ ч. } 25 \text{ м. } 33 \text{ с.}$$

Для получения же местного звездного времени надо добавить еще и долготу:

$$s = s_{\text{гр}} + \lambda = 9 \text{ ч. } 25 \text{ м. } 33 \text{ с.} + 2 \text{ ч. } 30 \text{ м. } 18 \text{ с.} = 11 \text{ ч. } 55 \text{ м. } 51 \text{ с.}$$

По этому способу решаются все соответствующие задачи.

§ 17. Астрономические ежегодники

Всякое исследование начинается с накопления наблюдений. Затем из наблюдений выводятся общие закономерности и законы. На основании последних предсказываются те явления, которые произойдут в будущем.

Изучив видимые движения Солнца и планет, разработав затем теорию их истинного движения, астрономы научились предвычислять их траектории в пространстве и видимые пути на небесной сфере. Списки таких предвычисленных данных называются эфемеридами.

Основным содержанием астрономических ежегодников (календарей) являются эфемериды Солнца, Луны и планет. Кроме того, ежегодники содержат и другие не менее важные сведения.

Астрономические ежегодники издаются во многих странах. Самый большой и полный советский Астрономический Ежегодник вычисляется и заблаговременно публикуется Институтом теоретической астрономии Академии наук СССР в Ленинграде. Однако этот ежегодник, совершенно необходимый для астронома-специалиста, для любителя астрономии слишком громоздок.

Для любителей астрономии издаются более краткие астрономические календари. Один из них составляется Всесоюзным астрономо-геодезическим обществом. Опишем этот календарь.

В начале первого отдела приводятся достаточно подробные объяснения к эфемеридам, которые облегчают пользование календарем. После этого на 24 страницах помещены основные сведения относительно движений Солнца и Луны. Левые (четные) страницы содержат сведения о Солнце. Для каждой даты года приведены следующие данные: число данного месяца и его юлианский день (см. § 18). Затем для этого числа приведены моменты восхода и захода Солнца и азимуты точек восхода и захода для наблюдателя, находящегося в пункте с географическими координатами 0 ч. долготы и $+56^\circ$ широты. Далее, для 0 ч. всемирного времени приведены прямое восхождение Солнца, уравнение времени η и склонение Солнца. Кроме того, указано также часовое изменение склонения. В последнем столбце приведены значения звездного времени s_z в среднюю гринвичскую полночь.

Внизу страницы, после окончания численных данных, указаны условия видимости планет, сведения о затмениях Солнца и Луны (если они в данном месяце должны произойти), перечень метеорных потоков, даты ожидающихся покрытий звезд Луной и ряд других полезных сведений.

Приводим для примера все численные данные для 18 декабря 1978 г.: юлианский день (см. § 18) 2443861, восход Солнца 8 ч. 28 м., его заход 15 ч. 25 м., азимуты точек восхода и захода $\mp 47^\circ$. Прямое восхождение Солнца 17 ч. 41 м. 16 с. Уравнение времени -3 м. 45,0 с. Склонение Солнца $-23^\circ 22' 10''$ и его часовое изменение $-5''$,0. Звездное время в 0 ч. всемирного времени 5 ч. 45 м. 01 с.

Правые (нечетные) страницы содержат данные о Луне. Указаны (для той же долготы и широты наблюдателя) моменты восхода, верхней кульминации и захода, а также азимуты точек восхода и захода. В последних трех столбцах приведены экваториальные координаты и угловой радиус диска Луны. В нижней

части страницы мы находим сведения о фазах Луны, ее прохождении через перигей и апогей и о ее соединениях с планетами.

Для примера выпишем данные для 18 декабря 1978 г. Восход Луны в 19 ч. 49 м., верхняя кульминация 2 ч. 43 м., заход 10 ч. 27 м., азимут точки восхода -115° , точки захода $+117^\circ$, прямое восхождение 8 ч. 22 м. 15 с., склонение $+15^\circ 38' 1''$ (для 0 ч.) и радиус диска $14' 7''$.

Следующий раздел посвящен планетам; в нем описаны годовые пути каждой из планет и приложены звездные карты, на которых эти пути нанесены. Затем следуют таблицы, в которых приведены экваториальные координаты планет, моменты восхода и захода и ряд сведений о диаметрах дисков, фазах и блеске.

Два дальнейших раздела посвящены условиям видимости затмений и покрытий звезд Луной. Потом подробно описаны явления, ожидающиеся в системе спутников Юпитера.

В небольшом разделе приведены эфемериды четырех наиболее ярких астероидов. Большой раздел посвящен эфемеридам переменных звезд.

Второй раздел календаря содержит ряд статей на современные астрономические темы, в частности, в нем обычно публикуется обзор успехов астрономии за предыдущие годы и приводятся библиографический указатель вышедшей из печати литературы. Эта часть календаря делает его ценным даже после того, как заключенные в нем числовые данные устаревают.

Один раз в несколько лет издается «Постоянная часть астрономического календаря», которая содержит важные, не меняющиеся или меняющиеся очень медленно астрономические данные, инструкции для наблюдений и иные справочные материалы. Астроному-любителю надо иметь и эту книгу.

Кроме описанного календаря, издаются и другие. Так, например, издается Школьный астрономический календарь, приспособленный для нужд учителей астрономии и школьников. Можно также рекомендовать любителю и «Краткий астрономический календарь», издаваемый академическим издательством «Наукова думка» в Киеве. В этом календаре обычно помещаются эфемериды моментов минимума блеска ярких затменных переменных звезд. Эти календари, кроме таблиц, содержат популярные научные статьи.

§ 18. Юлианские дни и доли суток

В практической работе астронома-наблюдателя очень часто приходится определять промежуток времени, протекший между двумя отдаленными одно от другого событиями. Это не легкая задача, и для ее решения был введен счет так называемых юлианских дней.

Астрономы имеют в своем распоряжении таблицу, в которой помещены порядковые номера «пулевых» дней каждого месяца. Под пулевым днем данного месяца понимается последнее число

предыдущего месяца (например, 0 июля — это 30 июня). Эта таблица приведена в конце книги (таблица 6, с. 296).

Как ею пользоваться? Например, нам надо узнать, какой юлианский день был 3 сентября 1971 г. Тогда по таблице 6 находим, что пулевое сентября 1971 г. имеет порядковый номер 2441195. Остается добавить дату заданного дня, в нашем случае число три, и получить, что 3 сентября 1971 г. имеет юлианский номер, равный 2441198.

Произведем также же вычисления для 18 августа 1980 г., получаем $2444452 + 18 = 2444470$. Теперь, вычитая из 2444470 число 2441198, находим, что между этими двумя датами пройдет 3272 суток. Юлианские дни обычно обозначаются буквами JD или ЮД.

Хотя пользование таблицей 6 не вызывает никакого труда, отметим, что юлианские дни также приведены в астрономических календарях для каждой даты, и поэтому описанной процедуры можно избежать.

Для выполнения многих расчетов также неудобно пользоваться часами, минутами и секундами. Их предпочитают выражать в десятичных долях суток. Один час составляет $1/24$ долю суток или 0,041667; одна минута равна 0,000694 суток, а секунда — 0,000012. Исходя из этого, 4 часа 40 минут составляют:

$$4 \times 0,041667 + 40 \times 0,000694 = 0,194444 \text{ суток.}$$

Превращение часов и минут в десятичные доли суток облегчается табл. 7 (с. 297). Вверху таблицы указаны часы, а в левом крайнем столбце — минуты. Если преобразуемый интервал больше 12 часов, то от него отнимают 12 ч., оставшуюся часть преобразуют с помощью табл. 7, а затем к результату добавляют 0,5 суток.

Исторически сложилось так, что юлианские дни начинаются в средний гринвичский полдень. Вместе с тем, как мы знаем, начиная с 1 января 1925 г. астрономы начинают счет всемирного времени от гринвичской полуночи. Это несколько усложняет превращение полных дат наблюдений в юлианские дни и доли суток.

Перед выполнением преобразований надо отнять от заданного по всемирному времени момента 12 ч. Поясним это примерами.

Пойти юлианский день даты 1971, сентября 3, 16 ч. 40 м. МВ. Отнимаем 12 часов и получаем, по «старому» счету, 1971, сентября 3, 4 ч. 40 м. Потом по таблицам 6 и 7 находим 2441198,1944.

Теперь пусть дана дата 1971, октября 18, 3 ч. 46 м. МВ; отнимая от нее 12 часов, получаем 1971, октября 17, 15 ч. 46 м. старого счета. Эту дату и переводим с помощью таблиц: 2441242,6570.

§ 19. Определение и «хранение» времени

Каждое астрономическое наблюдение должно сопровождаться данными о моменте времени его выполнения. Точность момента времени может быть различной, в зависимости от требований и

свойств наблюдаемого явления. Так, например, при обычных наблюдениях метеоров и переменных звезд вполне достаточно знать момент с точностью до минуты. Наблюдения же солнечных затмений, покрытий звезд Луной и в особенности наблюдения за движением искусственных спутников Земли требуют отметки моментов с точностью не меньшей, чем до десятой доли секунды. Точные же астрометрические наблюдения суточного вращения небесной сферы заставляют применять особые способы регистрации моментов времени с точностью до 0,01 и даже 0,005 секунды!

Поэтому одна из основных задач практической астрономии состоит в получении из наблюдений точного времени, хранения его и сообщении данных о времени потребителям.

Для хранения времени астрономы располагают очень точными часами, которые регулярно проверяют, определяя моменты кульминаций звезд при помощи специальных инструментов. Передача же сигналов точного времени по радио позволила им организовать всемирную Службу времени, т. е. связать все обсерватории, занимающиеся наблюдениями такого рода, в одну систему.

В обязанность Служб времени, помимо подачи в эфир сигналов точного времени, входит также передача упрощенных сигналов, которые всем радиослушателям хорошо известны. Это шесть коротких сигналов, «точек», которые подаются перед началом нового часа. Момент последней «точки», с точностью до сотой доли секунды, совпадает с началом нового часа. Любителю астрономии рекомендуется пользоваться этими сигналами для проверки своих часов. Проверка часов, мы не должны их переводить, так как при этом механизм портится, а астроном должен беречь свои часы, так как это один из основных его инструментов. Он должен определять «поправку часов» — разность между точным временем и их показаниями. Эти поправки должны систематически определяться и записываться в дневник наблюдателя; их дальнейшее изучение позволит определить ход часов и хорошо их исследовать.

Конечно, желательно иметь в своем распоряжении возможно лучшие часы. Что же надо понимать под термином «хорошие часы»?

Необходимо, чтобы они возможно точнее сохраняли свой ход. Сравним между собой два экземпляра обычных карманных часов:

Плохие часы				Хорошие часы			
Дата	Поправка	Суточный ход		Дата	Поправка	Суточный ход	
Ноябрь 4	+17 с.			Ноябрь 4	+2м. 15 с.		
		+4 с.				+5,7 с.	
	+21	—7		7	+2 32	+5,2	
	+14	—19		12	+2 58	+3,0	
	—5	+35		13	+3 01	+5,0	
	+30			20	+3 36		

Положительный знак поправки означает, что для получения точного времени надо к показанию часов прибавить поправку.

В двух половинах таблички приведены записи поправок часов. Вычитая из нижней поправки верхнюю и деля на количество прошедших между определениями суток, мы получаем суточный ход часов. Данные о ходе приведены в той же таблице.

Почему мы назвали одни часы плохими, а другие хорошими? У первых часов поправка близка к нулю, но их ход меняется нерегулярно. У вторых — поправка велика, но ход равномерен. Первые часы пригодны для таких наблюдений, которые не требуют отметки времени точнее, чем до минуты. Интерполировать их показания нельзя, а проверять их надо несколько раз в ночь.

Вторые, «хорошие часы», пригодны для выполнения более сложных наблюдений. Конечно, полезно их проверять чаще, но можно интерполировать их показания для промежуточных моментов. Покажем это на примере. Допустим, что наблюдение сделано 5 ноября в 23 ч. 32 м. 46 с. по нашим часам. Проверка часов, произведенная в 17 часов 4 ноября, дала поправку +2 м. 15 с. Суточный ход, как видно из таблицы, +5,7 с. С 17 часов 4 ноября до момента наблюдения прошли 1 сутки и 6,5 часа или 1,27 суток. Умножая это число на суточный ход, получаем +7,2 с. Поэтому поправка часов в момент наблюдения была равна не 2 м. 15 с., а +2 м. 22 с. Ее мы и прибавляем к моменту наблюдения. Итак, наблюдение произведено 5 ноября в 23 ч. 35 м. 8 с.

§ 20. Основы сферической тригонометрии

Теперь мы перейдем к более сложным вопросам, связанным с выполнением математических расчетов. Читатель, чувствующий себя недостаточно подготовленным, может пропустить §§ 20—22 и 24.

Решение ряда задач сводится к вычислениям сторон и углов треугольников, расположенных на сфере. Пусть на небесной сфере выбраны три точки A , B и C . Соединим их дугами больших кругов; образуется сферический треугольник (рис. 44).

Для того чтобы определить понятие об угле между сторонами сферического треугольника, проведем касательные к сторонам в точке их пересечения, т. е. в вершине угла. На рис. 44 — это прямые AP и AT , а угол A сферического треугольника (угол между сторонами AB и AC) определяется углом $\angle TAP$ между касательными AP и AT .

Стороны сферического треугольника обозначаются малыми буквами a , b и c , причем обозначения выбираются так, чтобы против угла A располагалась сторона a , против угла B — сторона b и против угла C — сторона c . Очевидно, что стороны треугольника измеряются центральными линейными углами. Сторона a измеряется углом между радиусами сферы OC и OB , сторона b — углом между OC и OA и сторона c — углом $\angle AOB$.

Существуют три группы формул, которые связывают между собой стороны и углы треугольника. Первая группа:

$$\left. \begin{aligned} \cos a &= \cos b \cos c + \sin b \sin c \cos A, \\ \cos b &= \cos c \cos a + \sin c \sin a \cos B, \\ \cos c &= \cos a \cos b + \sin a \sin b \cos C. \end{aligned} \right\} \quad (2.2)$$

Эта группа формул позволяет легко вывести вторую группу:

$$\frac{\sin a}{\sin A} = \frac{\sin b}{\sin B} = \frac{\sin c}{\sin C}. \quad (2.3)$$

Это так называемая формула синусов.

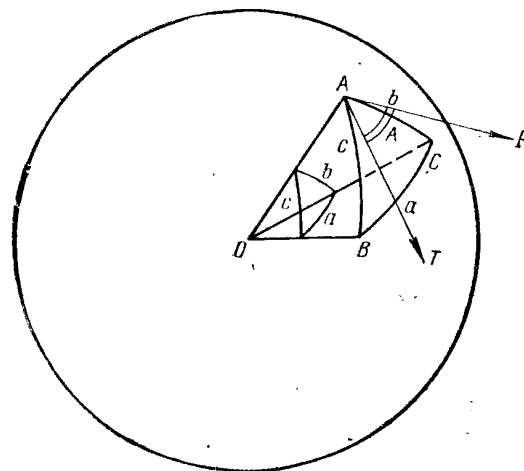


Рис. 44. Элементы сферического треугольника.

Часто пользуются еще одной группой формул, которые так же выводятся из формул (2.2):

$$\left. \begin{aligned} \sin b \cos A &= \sin c \cos a - \cos c \sin a \cos B, \\ \sin b \cos C &= \sin a \cos c - \cos a \sin c \cos B, \\ \sin c \cos B &= \sin a \cos b - \cos a \sin b \cos C, \\ \sin c \cos A &= \sin b \cos a - \cos b \sin a \cos C, \\ \sin a \cos C &= \sin b \cos c - \cos b \sin c \cos A, \\ \sin a \cos B &= \sin c \cos b - \cos c \sin b \cos A. \end{aligned} \right\} \quad (2.4)$$

Каждая из входящих в эту группу формул называется формулой пяти элементов, так как в нее входят три стороны и два угла.

Конечно, этими тремя группами формул все содержание сферической тригонометрии не исчерпывается, однако для наших целей их вполне достаточно.

§ 21. Преобразование горизонтальных координат в экваториальные и обратно

На основе главных точек горизонтальной и экваториальной систем координат строится так называемый первый астрономический треугольник. Рассмотрим рис. 45, на котором изображены обе системы координат — горизонтальная и экваториальная. Сферический треугольник PZQ , который также изображен в правой части рис. 45, образован дугами больших кругов — меридиана PZ , вертикала светила ZQ и круга склонения PQ .

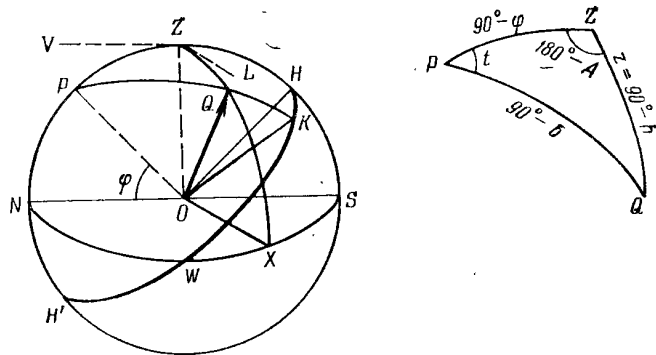


Рис. 45. Небесная сфера и первый астрономический треугольник.

Его стороны: ZQ — зенитное расстояние светила $z = 90^\circ - h$, PQ — полярное расстояние $p = 90^\circ - \delta$ точки Q , а PZ дополняет до 90° дугу PN , которая, как известно, равна географической широте φ места наблюдения, так что $PZ = 90^\circ - \varphi$.

Угол P , как нетрудно видеть, равен часовому углу t . Что касается угла Z , то его определить несколько сложнее. Это угол между касательными ZV и ZL ; он одновременно измеряется дугой горизонта NX , которая равна разности дуг $NS = 180^\circ$, и $SX = A$ — азимуту светила. Таким образом, $Z = 180^\circ - A$. Третий угол треугольника, с вершиной в точке Q , употребляется при вычислениях сравнительно редко; он называется параллактическим углом.

Применение к этому треугольнику формул (2.2)–(2.4) позволяет переходить от одной системы координат к другой.

Теперь нам предстоит решить две задачи. Зная широту места наблюдения φ , зенитное расстояние z и азимут A светила, вычислить его часовой угол t и склонение δ .

Применим к стороне PQ первую формулу (2.2):

$$\cos(90^\circ - \delta) = \cos(90^\circ - \varphi) \cos z + \sin(90^\circ - \varphi) \sin z \cos(180^\circ - A).$$

Используя простейшие формулы приведения, найдем

$$\sin \delta = \sin \varphi \cos z - \cos \varphi \sin z \cos A. \quad (2.5)$$

По этой формуле, как мы поясним это примером, можно определить склонение светила δ .

Чтобы определить часовой угол t , применим формулу (2.3):

$$\frac{\sin t}{\sin z} = \frac{\sin(180^\circ - A)}{\sin(90^\circ - \delta)} \quad \text{или} \quad \sin t \cos \delta = \sin z \sin A$$

и, окончательно,

$$\sin t = \frac{\sin z}{\cos \delta} \cdot \sin A. \quad (2.6)$$

Хотя эта формула позволяет определить $\sin t$, найти по ней значение t (однозначно) нельзя, так как одному и тому же значению синуса отвечают два значения: t и $180^\circ - t$. Надо узнать, чему равен $\cos t$. Для этого применим формулу (2.4) к стороне PQ и углу P :

$$\sin(90^\circ - \delta) \cos t = \sin(90^\circ - \varphi) \cos z - \cos(90^\circ - \varphi) \sin z \cos(180^\circ - A)$$

или

$$\cos \delta \cos t = \cos \varphi \cos z + \sin \varphi \sin z \cos A. \quad (2.7)$$

Приводим пример численного решения задачи. Для выполнения вычислений понадобится арифмометр. Их можно, конечно, делать и по таблицам логарифмов, но это более громоздко. Итак, даны: широта места наблюдения $\varphi = 51^\circ 37' 3$, зенитное расстояние светила $z = 41^\circ 18' 5$ и азимут $A = 38^\circ 18' 4$.

Найти склонение δ и прямое восхождение α светила, зная, что в момент наблюдения звездное время $s = 16$ ч. 44 м. 52 с.

Выполняя расчеты, астроном обычно создает схему вычислений, программу. Можно предложить следующую схему: в первых ее двух строках выписаны синусы и косинусы исходных данных, взятые из пятизначных таблиц натуральных значений; в следующих строках указаны порядковые номера действий, в соответствии с выведенными формулами:

$$\begin{array}{lll} \sin \varphi = +0,78393 & \sin z = +0,66011 & \sin A = +0,61987 \\ \cos \varphi = +0,62085 & \cos z = +0,75117 & \cos A = +0,78470 \end{array}$$

№ действия	Содержание	Результат	№ действия	Содержание	Результат
1	$\cos \varphi \sin z$	0,40983	9	t	25°07',6
2	$\sin \varphi \cos z$	0,58886	10	$\sin \varphi \sin z$	0,51748
3	$\cos \varphi \sin z \cos A$	0,32159	11	$\sin \varphi \sin z \cos A$	0,40607
4	$(\text{№ } 2) - (\text{№ } 3) = \sin \delta$	0,26727	12	$\cos \varphi \cos z$	0,46636
5	δ	15°30',1	13	$(\text{№ } 11) + (\text{№ } 12)$	0,87243
6	$\cos \delta$	0,96363	14	Деление на (№ 6)	0,90537
7	$\sin z \sin A$	0,40918	15	t	25°07',6
8	$(\text{№ } 7) : (\text{№ } 6) = \sin t$	0,42463			

При выполнении этих вычислений нам пришлось интерполировать табличные величины, и округлять числа при умножении и делении.

Правила округления дробных частей чисел таковы. Например, если мы желаем из дроби 0,375648 получить округленное до пяти знаков значение, то, отбрасывая 8, мы должны к предпоследнему знаку добавить единицу, т. е. записать 0,37565. Если же округляется дробь 0,375644, то последняя цифра отбрасывается, так что нужно взять 0,37564. В тех случаях, когда в отбрасываемом знаке стоит цифра 5, условились округлять до четной цифры, т. е. число 0,375645 округляется так: 0,37564, а число 0,375635 также записывается как 0,37564.

Необходимость округления дробей вызвана следующим обстоятельством. Каждая из них является приближенным числом и его погрешность может достигать пяти единиц отброшенного знака. Вместе с тем арифмометр, при умножении, например, 0,62085 на 0,66011 дает ответ 0,4098 292 9. Конечно, такое количество цифр писать бессмысленно. Верных цифр только пять, и надо взять округленное значение дроби 0,40983, что мы и сделали выше.

В нашей схеме мы получили два значения t . Чтобы узнать, в каком квадранте находится t , необходимо определить знаки синуса и косинуса. В нашем случае они положительны и ответ надо поместить в первый квадрант, т. е. $t = 25^\circ 7',6$.

С другой стороны, два значения t , получаемых почти независимо, позволяют контролировать правильность выполнения вычислений. Вообще говоря, астрономы, составляя схемы вычислений, стараются ввести в них «посторонние» действия, которые автоматически контролировали бы правильность хода расчетов. Затем превращаем часовую меру в градусной меры во временную и находим, что $t = 1$ ч. 41 м. 44 с. Так как $\alpha = s - t$, то $\alpha = 16$ ч. 44 м. 52 с. — 1 ч. 41 м. 44 с. = 15 ч. 03 м. 08 с.

Теперь приступим к решению обратной задачи. Нам даны φ , t и δ . Надо найти z и A .

Применим к треугольнику PQZ те же формулы сферической тригонометрии. Первую формулу (2.2) применим к стороне ZQ и найдем:

$$\cos z = \cos(90^\circ - \delta) \cos(90^\circ - \varphi) + \sin(90^\circ - \delta) \sin(90^\circ - \varphi) \cos t$$

или

$$\cos z = \sin \delta \sin \varphi + \cos \delta \cos \varphi \cos t. \quad (2.8)$$

Формулы (2.6) сохраняют свой смысл и в этом случае. Она переписывается так:

$$\sin A = \frac{\cos \delta}{\sin z} \cdot \sin t. \quad (2.9)$$

Чтобы определить, в каком квадранте расположено значение A , надо использовать одну из формул (2.4), применив ее к стороне ZQ и углу Z :

$$\sin z \cos(180^\circ - A) = \sin(90^\circ - \varphi) \cos(90^\circ - \delta) - \cos(90^\circ - \varphi) \sin(90^\circ - \delta) \cos t$$

или

$$\sin z \cos A = -\cos \varphi \sin \delta + \sin \varphi \cos \delta \cos t. \quad (2.10)$$

Задача решена и остается провести вычисления.

Решим теперь такую задачу: определить время восхода или захода светила, зная его экваториальные координаты.

В самом деле, в момент восхода (или захода) зенитное расстояние должно быть равно 90° , если, конечно, пренебречь сравнительно небольшим влиянием рефракции света в земной атмосфере. Дело в том, что преломление света, происходящее в воздухе, приподнимает светило над горизонтом, т. е. уменьшает его зенитное расстояние. Вблизи зенита влияние рефракции очень мало, оно растет по мере увеличения зенитного расстояния. Однако даже на горизонте оно достигает всего половины градуса и при наших расчетах им можно пренебречь.

Приняв, что $z = 90^\circ$, так что $\cos z = 0$, подставим это значение в формулу (2.8) и найдем часовой угол t_0 :

$$\cos t_0 = -\operatorname{tg} \delta \cdot \operatorname{tg} \varphi. \quad (2.11)$$

Зная косинус t_0 , мы получим два значения угла: $+t_0$ для точки захода и $-t_0$ для восхода. Если нам известно прямое восхождение светила α , то мы найдем звездное время как восхода, так и захода по формулам:

$$s_{\text{восх}} = \alpha - t_0 \text{ и } s_{\text{зах}} = \alpha + t_0.$$

Остается только найти среднее время по известному звездному,

§ 22. Второй астрономический треугольник

При решении некоторых задач совершенно необходимо знать эклиптические координаты светила. Поэтому надо уметь их вычислять по прямому восхождению и склонению светила. Для этого построим так называемый второй астрономический треугольник.

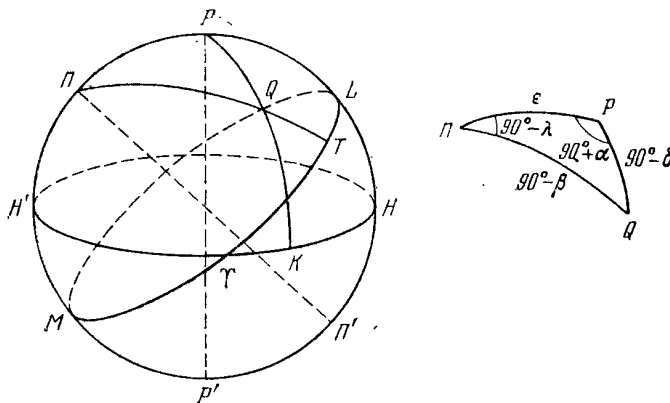


Рис. 46. Второй астрономический треугольник.

Нанесем на небесную сферу небесный экватор HH' , полюсы мира P и P' , эклиптику LM и ее полюсы Π и Π' (рис. 46). Соединим точку Q , в которой находится светило, с точками Π и P

дугами больших кругов. Образуется сферический треугольник HPQ . Найдем его элементы.

Сторона HP равна наклону эклиптики к экватору $\epsilon = 23^\circ 26'$. Сторона PQ — полярное расстояние светила $p = 90^\circ - \delta$. Третья сторона — угловое расстояние светила от полюса эклиптики $HQ = 90^\circ - \beta$, где β — астрономическая широта светила. Эти стороны обозначены в правой части рис. 46.

Несколько сложнее установить углы этого треугольника. Угол при вершине P измеряется дугой небесного экватора $H'K$, которая равна сумме дуг $H'Y$ и YK . Первая из них равна 90° , а вторая — прямому восхождению светила α . Итак, $\angle P = 90^\circ + \alpha$. Угол при вершине H измеряется дугой эклиптики TL , равной разности дуг YL и YT . Первая из них равна 90° , а вторая — астрономической долготе λ . Таким образом, $\angle H = 90^\circ - \lambda$.

Если даны ϵ , α и δ , а надо найти β и λ , то применим первую из формул (2.2) к стороне HQ :

$$\cos(90^\circ - \beta) = \cos \epsilon \cos(90^\circ - \delta) + \sin \epsilon \sin(90^\circ - \delta) \cos(90^\circ + \alpha).$$

Согласно формуле (2.3) находим

$$\frac{\sin(90^\circ - \beta)}{\sin(90^\circ + \alpha)} = \frac{\sin(90^\circ - \delta)}{\sin(90^\circ - \lambda)}.$$

Применив одну из формул группы (2.4) к стороне HQ и углу H , получим

$$\sin(90^\circ - \beta) \cos(90^\circ - \lambda) = \sin \epsilon \cos(90^\circ - \delta) - \cos \epsilon \sin(90^\circ - \delta) \cos(90^\circ + \alpha).$$

После упрощений получаем необходимые формулы:

$$\left. \begin{aligned} \sin \beta &= \cos \epsilon \sin \delta - \sin \epsilon \cos \delta \sin \alpha, \\ \cos \beta \cos \lambda &= \cos \alpha \cos \delta, \\ \cos \beta \sin \lambda &= \sin \epsilon \sin \delta + \cos \epsilon \cos \delta \sin \alpha. \end{aligned} \right\} \quad (2.12)$$

Примера приводить не будем, так как в предыдущем параграфе весь ход вычислений был подробно описан.

§ 23. Галактические координаты

Мы познакомились с тремя системами координат: горизонтальной, экваториальной и эклиптической. Существует еще одна система координат, особо важная для изучения нашей звездной системы — Галактики. Мы уже говорили, что Млечный Путь охватывает всю небесную сферу. Его наиболее яркая часть почти следует по дуге большого круга, которую принимают за галактический экватор. (На самом деле Млечный Путь следует вдоль дуги малого круга, параллельной условному галактическому экватору и отстоящей от него всего лишь на $4-5^\circ$.)

Галактический экватор наклонен к небесному экватору под углом в 63° и пересекает его в точке A , имеющей прямое восхождение $\alpha = 18$ ч. 49 м. $= 282^\circ$ и расположенной в созвездии Орла (рис. 47).

Проводим прямую линию GOI' , перпендикулярную к плоскости галактического экватора KK' . Она пересекает небесную сферу в северном галактическом полюсе (точка I : $\alpha = 12$ ч. 49 м.; $\delta = +27^\circ$) и южном галактическом полюсе (точка I' : $\alpha = 0$ ч. 49 м.; $\delta = -27^\circ$). Северный галактический полюс расположен в созвездии Волос Вероники, а южный — в созвездии Скульптора, почти на границе с созвездием Кита.

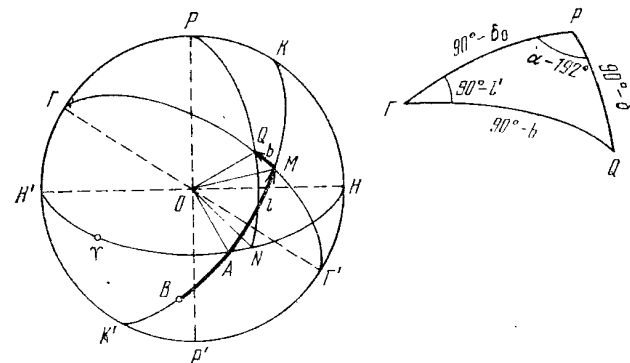


Рис. 47. Галактическая система координат и третий астрономический треугольник. KK' — галактический экватор; HH' — небесный экватор.

Чтобы получить представление о расположении той или иной звезды по отношению к экваториальной плоскости Млечного Пути, введены галактические координаты. Проведем через галактический полюс I , светило Q и центр небесной сферы O плоскость, которая пересечет небесную сферу по дуге большого круга $GQM I'$. Угол MOQ , измеряемый дугой MQ , называется галактической широтой и обычно обозначается буквой b . Широты заключены в пределах от -90° до $+90^\circ$.

Вторая координата, галактическая долгота l , измеряется дугой BM галактического экватора и отсчитывается от точки B , соответствующей направлению на центр Галактики, в ту же сторону, что и прямое восхождение, т. е. с запада к востоку. Начало счета галактических долгот (точка B) находится в созвездии Стрельца, в 33° к западу от точки A . Очевидно, что $l = l' + 33^\circ$, где l' отсчитывается от точки A . Заключена галактическая долгота в пределах от 0 до 360° .

На том же рис. 47 изображен третий астрономический треугольник, позволяющий вычислять галактические координаты светил.

§ 24. Третий астрономический треугольник

Для целей статистического изучения звезд и туманностей бывает нужно вычислить галактические координаты, зная экваториальные. Покажем, по каким формулам это можно сделать.

У третьего астрономического треугольника (см. рис. 47) вершинами служат полюс мира P , северный галактический полюс G и светило Q . Определим элементы этого треугольника. Сторона GP — полярное расстояние галактического полюса и дополняет его склонение δ_0 до 90° . Поэтому она равна $90^\circ - \delta_0$.

Сторона PQ — полярное расстояние светила $p = 90^\circ - \delta$. Сторона GQ — угловое расстояние светила от галактического полюса, т. е. $90^\circ - b$, где b — галактическая широта светила.

Теперь определим углы треугольника GPQ . Угол при точке G измеряется дугой галактического экватора MK , которая равна разности дуг $AK = 90^\circ$ и $AM = l'$, причем $l' = l - 33^\circ$, а l — галактическая долгота. Таким образом, угол $G = 90^\circ - l'$.

Несколько труднее определить угол P . Он измеряется дугой небесного экватора NH' , которая складывается из дуги $AN' = 90^\circ$ и дуги AN . Последняя же равна разности прямых восхождений светила (α) и точки A , в которой галактический экватор пересекает небесный экватор. Итак, $\angle P = 90^\circ + \alpha - \alpha_A = 90^\circ + \alpha - 282^\circ = \alpha - 192^\circ$ (прямое восхождение точки A равно 282° ; см. § 23). Все эти значения показаны на правой части рис. 47.

Применив к третьему астрономическому треугольнику формулы сферической тригонометрии, после упрощений мы получим:

$$\left. \begin{aligned} \sin b &= \sin \delta_0 \sin \delta + \cos \delta_0 \cos \delta \cos (\alpha - 192^\circ), \\ \cos l' \cos b &= \cos \delta \sin (\alpha - 192^\circ), \\ \sin l' \cos b &= \cos \delta_0 \sin \delta - \sin \delta_0 \cos \delta \cos (\alpha - 192^\circ). \end{aligned} \right\} \quad (2.13)$$

Если воспользоваться таблицами, облегчающими преобразование экваториальных координат в галактические (см. «Справочник астронома-любителя» Н. Г. Кузиковского, изд. 4-е, «Наука», 1971, стр. 570—575), то можно избежать вычислений по этим формулам, так как достаточно ограничиться приближенными значениями галактических координат.

§ 25. Приближенное определение географических координат

В наше время проверка часов очень просто производится по радиосигналам (см. § 19). Следовательно, мы можем знать всемирное время ($T_{гр}$) в любой момент по нашим часам. Если мы определим из наблюдений местное среднее время ($T_{мест}$), то долгота λ определится из формулы $\lambda = T_{мест} - T_{гр}$.

Существует много способов определения местного среднего времени из наблюдений суточного движения звезд, но они требуют применения сложных инструментов. Мы остановимся только на одном способе, опирающемся на наблюдения суточного движения Солнца.

Выше мы описали гномон (см. § 5). На рис. 32 изображены различные положения тени, отбрасываемой гномоном. Самая короткая тень в момент истинного полдня, когда Солнце кульминирует. Если измерить длину кратчайшей тени (отрезок OB на

рис. 34) и разделить на высоту гномона (отрезок AB), то можно найти котангенс высоты Солнца (тангенс зенитного расстояния), а по нему и зенитное расстояние z_0 в момент кульминации. Зная склонение Солнца δ_0 , нетрудно вычислить географическую широту. В самом деле, из рис. 36, на котором также изображено сечение небесной сферы меридианом, следует, что углы NOP и ZON равны географической широте φ . Вместе с тем для светила, кульминирующего к югу от зенита, угол ZON равен $z_0 + \delta_0$ и, очевидно, что

$$\varphi = z_0 + \delta_0. \quad (2.14)$$

На этом принципе построено большинство способов определения широты. Только при наблюдениях звезд стремятся использовать более точные инструменты для измерения зенитных расстояний и учитывают влияние рефракции. Итак, применение гномона к наблюдениям Солнца даст нам приближенные сведения о широте.

Величину склонения Солнца для данного дня наблюдений мы должны взять из астрономического ежегодника.

Теперь вернемся к определению долготы. Конечно, можно установить момент истинного полдня (по нашим часам) из наблюдений пад солнечной тени, отбрасываемой гномоном. Однако лучше воспользоваться одним из простейших приборов — кольцом С. П. Глазенапа (рис. 48), которое легко изготовить.

Возьмем металлический цилиндр диаметром 12—15 см и отрежем от него кольцо шириной 2—3 см. На внутреннюю часть кольца наклеим шкалу из полосы миллиметровой бумаги, предварительно пометив деления померами. В кольце просверливаем против шкалы очень маленькую дырочку для солнечных лучей. Остается укрепить кольцо висячем положении. Для этого вдоль диаметра кольца просверливаем еще два отверстия. В одно из них ввинчиваем крючок, а к другому прикрепляем груз. Повесим кольцо за крючок в таком месте, чтобы не было ветра, поворачиваем его вокруг вертикальной оси до тех пор, пока передняя, обращенная к Солнцу стенка кольца не отбросит тень на внутреннюю часть кольца. Тем самым мы установим кольцо в вертикале Солнца. Солнечные лучи, пройдя через маленькое отверстие в кольце, дадут на миллиметровой бумаге маленький светлый зайчик. Будем следить за его перемещением по шкале.

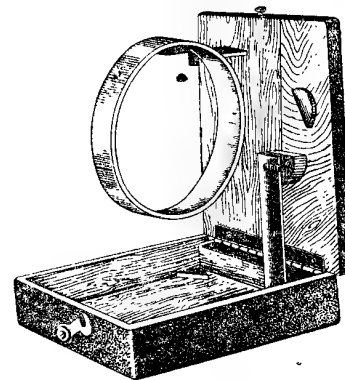


Рис. 48. Кольцо С. И. Глазенапа.

Полное наблюдение состоит из двух серий. Первая серия выполняется до полудня. В это время Солнце в своем суточном движении поднимается над горизонтом; поэтому зайчик будет опускаться, пересекая различные деления шкалы. Заметим по нашим часам (идущим по декретному времени) тот момент, когда зайчик пересечет некоторое деление шкалы (например, № 5). Обозначим этот момент через T'_1 . По мере суточного движения Солнца передний обод кольца перестанет отбрасывать тень на его внутреннюю часть. Повернем кольцо в такое положение, чтобы тень по-прежнему падала на его внутреннюю часть. Вертикальное положение кольца не изменится, так как крючок и груз обеспечат сохранение отвесного направления. Через некоторое время зайчик пересечет другое деление (скажем, № 6). Запишем его момент T'_2 . Первая серия состоит в наборе показаний часов в моменты таких «пересечений».

Вторая серия наблюдений выполняется после полудня. Теперь Солнце опускается к горизонту, и зайчик будет подниматься по шкале. Будем отмечать по часам моменты переходов через те же деления, обозначая их T'' с теми же номерами. Если мы сделали в первой серии шесть наблюдений и последний момент обозначили T'_6 , то вторую серию начнем с пересечения того же деления, момент которого обозначим T''_6 . Далее будем нумеровать их в обратном порядке.

Если пренебречь изменением склонения Солнца на протяжении дня, то моменты T'_k и T''_k располагаются симметрично относительно полудня; вычислив из них среднее значение, мы получим момент наступления истинного полудня. Взяв из всех определений среднее, мы получим более точный результат и даже сможем оценить среднюю ошибку наблюдений и результата.

Итак, мы знаем момент истинного полудня T_0 , отсчитанный по нашим часам (т. е. по всемирному времени). В астрономическом ежегоднике приведены для каждого дня моменты наступления истинного полудня $T_{0, \text{выч}}$. Тогда, для определения долготы достаточно из $T_{0, \text{выч}}$ вычесть момент T_0 , выраженный по всемирному времени. Приводим численный пример. 10-го июля 1963 г. мы определили при помощи кольца С. П. Глазена, что в нашем месте наблюдения полдень наступил в 13 ч. 03 м. 05 с. по декретному времени. Это означает, что он наступил в 10 ч. 03 м. 05 с. всемирного времени. По Астрономическому календарю 1963 г. он должен был наступить в 12 ч. 05 м. 10 с. всемирного времени. Вычитая, находим, что долгота $\lambda = 2$ ч. 2 м. 5 с. к востоку от Гринвича.

Для полноты надо сделать еще одно замечание. В Астрономическом календаре приведены значения $T_{0, \text{выч}}$ для долготы Гринвича. Эта величина изменяется, хотя и не так много, но заметно. Следовательно, надо выбирать из календаря значение $T_{0, \text{выч}}$ и исправлять его, интерполируя на момент наблюдений. При этом приходится решать задачу последовательными прибли-

жениями. Сначала надо взять $T_{0, \text{выч}}$ из календаря и найти долготу так, как это описано. Затем, зная долготу, надо вычислить путем линейного интерполирования данных, сообщенных в ежегоднике, более точное значение $T_{0, \text{выч}}$ и снова найти уточненное значение долготы — второе приближение. Однако это надо делать только в том случае, когда средняя ошибка T_0 не превышает нескольких секунд.

§ 26. Заключение

Мы описали главнейшие вопросы математической астрономии, с которыми астроном-любитель повседневно сталкивается на практике. При этом мы пренебрегли некоторыми важными деталями. Каждое из введенных выше понятий претерпело со временем ряд уточнений; остановимся на перечислении некоторых из них.

Так, например, мы принимали за основную единицу счета времени звездные или средние солнечные сутки. Вместе с тем, оказалось, что Земля вращается вокруг оси неравномерно, а постепенно, хотя и очень медленно, замедляет свое вращение. Поэтому теперь за основную единицу измерения времени астрономы приняли не сутки, а тропический год эпохи 1900 г. Это тот промежуток времени, который отделяет два последовательных прохождения Солнца через точку весеннего равноденствия. Установлено, что тропический год эпохи 1900 содержит 365,2421988 средних солнечных суток. В соответствии с этим было введено эфемеридное время, по которому предвычисляются данные в астрономических календарях. Описанное выше всемирное время отличается от эфемеридного мало, менее чем на минуту, и потому при многих любительских наблюдениях это различие можно не учитывать.

Далее, оказалось, что географические координаты мест земной поверхности несколько изменяются в очень небольших пределах; эти изменения вызываются колебаниями оси вращения Земли относительно ее тела. Географические полюсы описывают сложные кривые на поверхности Земли, незначительно отклоняясь от своего среднего положения. Однако эти изменения столь малы, что любителю с ними встречаться не приходится.

Глава III

ОСНОВЫ АСТРОФИЗИКИ

Астрофизика — отдел астрономии, исследующий физическими свойствами космических объектов. В этой главе мы остановимся на описании некоторых основных понятий астрофизики и главных способов любительских астрофизических наблюдений.

§ 27. Зрительная труба

Астроном-любитель проводит свои наблюдения главным образом визуально, рассматривая небесные светила глазом в бинокль или небольшой телескоп, и потому он должен быть знаком с устройством и свойствами хотя бы простейших оптических приборов.

Зрительная труба — телескоп-рефрактор — состоит из двух основных элементов: объектива, обращенного к наблюдаемому объекту, и окуляра, помещенного на пути лучей перед глазом наблюдателя. Как объектив, так и окуляр — пары оптических стекол (линз).

Для простоты примем, что объектив состоит из одной двояковыпуклой линзы, ограниченной частями двух сферических поверхностей. Проходящая через центры кривизны этих поверхностей прямая линия, как известно, называется главной оптической осью линзы. Всякая прямая, проходящая через центр линзы O под углом к главной оптической оси, называется побочной оптической осью. Пучок лучей, параллельных главной оптической оси, собирается в главном фокусе F (рис. 49). Расстояние от центра линзы до точки F называется главным фокусным расстоянием F . Именно здесь образуется изображение бесконечно удаленного небесного тела. Если же в главном фокусе поместить источник света, то из объектива выйдет параллельный пучок лучей. На рис. 49 изображен ход лучей в телескопе. Параллельные лучи, собравшись в главном фокусе объектива, выходят из окуляра O' «сжатым» пучком параллельных лучей.

В результате этого сжатия пучка он становится более насыщенным излучением и яркость изображения объектива увеличивается.

Если расположить в главном фокусе объектива, перпендикулярно к главной оптической оси, фотографическую пластинку, то на ней образуется изображение бесконечно удаленных пред-

метов. Это свойство объектива используется при получении фотографий звездного неба.

Теперь посмотрим, как система, состоящая из объектива и окуляра, образует наблюдаемое в телескоп изображение.

Будем рассматривать «бесконечно удаленный» предмет AB невооруженным глазом. Мы не можем сказать, каковы действительные размеры предмета, так как не знаем его расстояния от

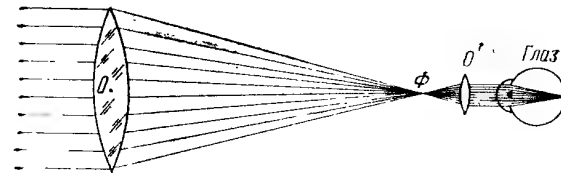


Рис. 49. Ход лучей в телескопической системе.

пас. Но мы можем определить его угловые размеры, поймав под ними величину того угла α , который «стягивает» краевые лучи OA и OB .

Когда мы говорим, что угловой диаметр Солнца равен 32 минутам дуги, мы понимаем, что таков угол между крайними лучами солнечного диска, поступающими в наш глаз.

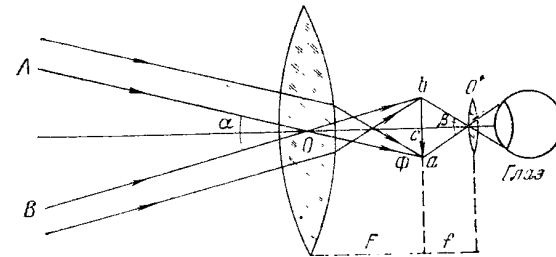


Рис. 50. Изображение бесконечно удаленного предмета, масштаб изображения и увеличение телескопа.

Пусть теперь эти краевые лучи проходят через центр объектива O (рис. 50). Они идут вдоль побочных оптических осей AOa и BOb и дают изображения a и b на расстоянии F от центра объектива в главной фокальной плоскости. Теперь нетрудно рассчитать размеры получаемых на снимке изображений.

Рассмотрим треугольник Obc . В нем катет cb лежит против малого угла $\alpha/2$, а второй катет равен $Oc = F$. Следовательно,

$$bc = F \cdot \operatorname{tg} \frac{\alpha}{2}.$$

Угол $\alpha/2$ — малая величина и потому его тангенс можно заменить дугой $\alpha/2$. Однако дуга выражена в радианной мере угла, и если мы хотим перейти к привычной угловой мере, то надо учесть, что один радиан равен $57^\circ,3$, или $3438'$, или $206\,265''$.

Учитывая это обстоятельство и удваивая результат, получаем

$$ab = 2bc = 2F \operatorname{tg} \frac{\alpha}{2} = 2F \frac{\alpha}{2} = F \cdot \alpha = F \frac{\alpha'}{57',3} = F \frac{\alpha'}{3438'}.$$

Таким образом, окончательная формула для вычисления масштаба фотографического изображения, создаваемого объективом, имеет вид

$$\text{длина } ab = F \frac{\alpha'}{3438'} = F \frac{\alpha^\circ}{57',3}. \quad (3.4)$$

Роль телескопа — оптической системы, состоящей из объектива и окуляра, — не ограничивается одним сжатием параллельного пучка лучей. В него мы также наблюдаем увеличенные изображения небесных светил, обладающих угловыми диаметрами α . В правой части рис. 50 изображены окуляр O' и глаз наблюдателя. Лучи, вошедшие в телескоп под углом α , выходят из окуляра под другим углом, β . Отношение этих углов β/α называется увеличением телескопа W . Обозначая главное фокусное расстояние объектива через F , а окуляра через f , получаем

$$bc = F \cdot \operatorname{tg} \frac{\alpha}{2} \text{ и } bc = f \cdot \operatorname{tg} \frac{\beta}{2}.$$

Так как углы α и β малы, их тангенсы можно заменить дугами, так что $bc = F \frac{\alpha}{2}$ и $bc = f \frac{\beta}{2}$, откуда $F\alpha = f\beta$ и

$$W = \frac{\beta}{\alpha} = \frac{F}{f}. \quad (3.2)$$

Итак, увеличение телескопа равно отношению фокусных расстояний объектива F и окуляра f .

Заменяя окуляры, мы можем менять увеличение оптической системы.

Хотя телескоп является единой сложной оптической системой, его можно рассматривать как совокупность отдельных «оптических подсистем». Окуляр телескопа, рассматриваемый как такая «подсистема», сам дает изображения; в частности, он создает изображение объектива, которое называется окулярным зрачком или зрачком выхода телескопической системы. Если окулярный зрачок имеет диаметр p больший, чем диаметр зрачка глаза, то используется не вся мощь телескопической системы.

Теория показывает, что диаметр окулярного зрачка p можно вычислить по формуле $p = D/W$, где D — диаметр объектива, а W — увеличение данного окуляра. Из этой формулы следует, что диаметр зрачка выхода тем меньше, чем больше увеличение. Так как диаметр зрачка выхода p должен быть не больше диаметра зрачка глаза p_0 , то минимальное допустимое увеличение должно быть равно $W_{\min} = D/p_0$. Если принять $p_0 = 5 \text{ мм}$, а $D = 100 \text{ мм}$, то $W_{\min} = 20$.

Выходной зрачок находится на некотором расстоянии от глазной линзы окуляра. Здесь обычно помещают глазную диафрагму,

тем расчетом, чтобы зрачок глаза наблюдателя совмещался с выходным зрачком телескопа. Вот, в частности, почему не рекомендуется производить телескопические наблюдения сквозь очки. Но в таком случае, что же делать близорукому или дальнему наблюдателю?

Окуляр и глаз можно рассматривать как единую оптическую подсистему телескопа. В таком случае можно так расположить окуляр, чтобы наблюдатель, зрение которого отличается от нормального, видел четкое изображение. Для этого близорукие наблюдатели выдвигают окуляр несколько ближе к объективу, а дальние — выдвигают. Это осуществляется обычно кремальерой или вращением окуляра в продольной винтовой нарезке тубуса.

Продольное движение окуляра позволяет также отбросить увеличенное изображение на экран или на фотографическую пластинку окулярной камеры (см. §§ 31 и 60).

Теперь остановимся на описании некоторых недостатков рефлектора, — телескопа, состоящего из линз, и на способах их исправления.

Известно, что показатель преломления стекла зависит от длины волны света, а поэтому лучи различных цветов собираются линзой не в едином главном фокусе. Для синих лучей главное фокусное расстояние меньше, чем для красных. Это явление называется хроматической аберрацией объектива. Чтобы уменьшить ее влияние, изготавливают сложные ахроматические объективы.

Ахроматический объектив состоит из двух линз, изготовленных из различных сортов стекла. Расчет такого объектива (подбор радиусов сферических поверхностей линз, расстояний между линзами и нужных коэффициентов преломления стекол) дает возможность совместить в одном и том же фокусе лучи двух определенных длин волн λ_1 и λ_2 . Если объектив предназначен для визуальных наблюдений, то в один фокус сводят желтые и зеленые лучи, к которым наиболее чувствителен глаз. С таким объективом фотографировать небесные светила можно только через желтый светофильтр; на обыкновенных фотографических пластинках, наиболее чувствительных к синим и фиолетовым лучам, четкого изображения получить не удастся. Для фотографических объективов надо сводить в один фокус синие и фиолетовые лучи; для визуальных наблюдений такой объектив непригоден.

Конечно, таким способом хроматическая аберрация уничтожается не полностью. Даже при сведении в один фокус лучей с длинами волн λ_1 и λ_2 лучи, обладающие промежуточными длинами волн λ , в тот же фокус не сводятся и слегка окрашивают изображение. Это называется остаточной хроматической аберрацией.

Иногда даже визуальные объективы (не говоря о фотографических) изготавливают из трех линз с тем, чтобы уменьшить остаточную хроматическую аберрацию. Такие объективы называются апохроматическими.

У толстых линз, с которыми нам приходится иметь дело в практике, мы встречаемся с другим недостатком, ухудшающим изображения — со сферической aberrацией. Дело в том, что центральные и краевые зоны линзы собирают лучи в разных точках главной оптической оси, и изображение становится печетким. Эта aberrация (и ряд других) существенно влияют на ограничение поля зрения телескопа.

Для уменьшения aberrаций окуляр изготавливается составным, но крайней мере из двух линз. Передняя линза называется полевой, а задняя — глазной. Обычно применяются окуляры двух типов. Положительным называется такой окуляр (рис. 51, а), у которого передний фокус находится перед полевой линзой и, следовательно, создаваемое объективом изображение расположено между нею и объективом. Такой окуляр можно использовать как лупу.

Отрицательный окуляр (рис. 51, б) также состоит из двух линз, но его полевая линза расположена таким образом, что совместный фокус объектива и этой линзы находится внутри окуляра, т. е. между полевой линзой и глазной. Этот окуляр не может быть использован в роли лупы. Все эти окуляры создают перевернутое изображение. Существуют также специальные «земные» окуляры, которые позволяют видеть прямые изображения, но они редко применяются, так как поглощают большое количество света и имеют меньшее поле зрения.

Заметим также, что как внутри трубы телескопа, так и внутри окуляра, устанавливают диафрагмы, устраняющие рассеянный свет и ограничивающие поле зрения. Кстати, заметим, что поле зрения тем меньше, чем больше увеличение. Так, например, при 80-кратном увеличении диаметр поля зрения около 30'.

В заключение укажем, что отношение диаметра объектива к его главному фокусному расстоянию называется относительным отверстием объектива. Объективы, у которых это отношение заключено в пределах 1:2—1:6, называются светосильными и применяются при фотографировании слабых протяженных объектов: комет, туманностей и звездных полей. При фотографировании метеоров обычно применяют объективы с относительным отверстием 1:2 до 1:3,5. Светосила обычного рефрактора — около 1:15.

В заключение приводим табличку, которая характеризует пропускную силу телескопа — «порог» видимости звезд в телескопах различного диаметра:

Диаметр объектива	Предельная звездная величина
80 мм	11 ^m ,6
160	13,1
760	16,5
2580	19,1

§ 28. Рефлекторы

Если в телескопе-рефракторе изображение создается объективом — компактной системой линз, то в рефлекторе его образуют лучи, отраженные от вогнутого зеркала. В рефлекторе использовано одно из геометрических свойств параболы, состоящее в том, что пучок прямых, параллельных оси симметрии FB параболы, собирается после отражения в одной точке — главном фокусе F (рис. 52). Вращая параболу вокруг ее оси

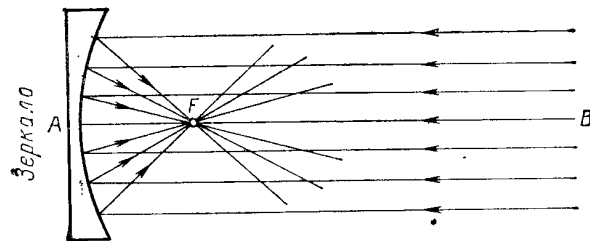


Рис. 52. Отражение лучей от параболического зеркала.

симметрии, мы получаем поверхность вращения — параболоид. Вогнутое зеркало рефлектора, называемое главным зеркалом, — часть поверхности параболоида; в центре зеркала находится вершина параболы. Направляя ось симметрии на светило, мы получаем его изображение в главном фокусе параболического зеркала.

По такой схеме построены и радиотелескопы. Зеркало собирает радиоизлучение, а в фокусе зеркала находится антенна, принимающая излучение.

Устройство оптического телескопа-рефлектора несколько сложнее, так как надо вывести лучи из трубы телескопа с тем, чтобы изображение можно было рассматривать и изучать. В разных системах это осуществляется по-разному.

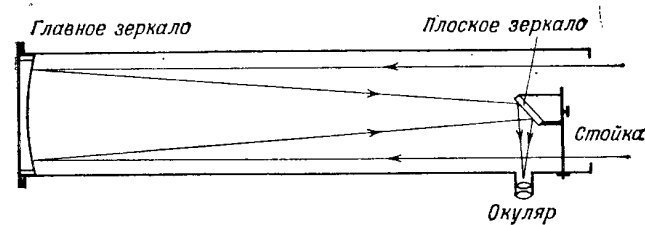


Рис. 53. Ход лучей в рефлекторе системы Ньютона.

Одна из наиболее распространенных систем изобретена Ньютоном. В таком рефлекторе лучи выводятся в сторону при помощи наклонного плоского диагонального зеркала (рис. 53). Немногое менее распространенной является система Кассегрена (рис. 54). В процессе изготовления главного зеркала в его центре высвер-

ливают отверстие, после чего придают ему форму параболоида. На главной оптической оси между главным зеркалом и его главным фокусом устанавливают малое зеркало гиперболической формы, которое отражает падающий на него свет в центральное отверстие большого зеркала, где и создается изображение наблюдаемого объекта.

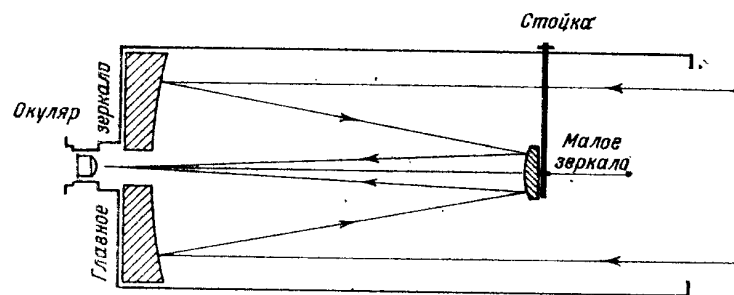


Рис. 54. Ход лучей в рефлекторе системы Кассегрена.

Рефлекторы обладают значительными преимуществами по сравнению с рефракторами. Параболическое зеркало изготовить не так просто, но все же гораздо легче, чем линзовый объектив, хотя бы потому, что у него одна поверхность, а у объектива — четыре. При изготовлении объектива предъявляют очень высокие требования к качеству оптического стекла. Для рефлектора качество стекла почти безразлично. Многие любители собственноручно изготовили для себя параболические зеркала из стеклянных дисков от палюминаторов и с успехом применяют их для наблюдений *). Рефлектор не обладает хроматической аберрацией и передает цвета небесных тел без искажений.

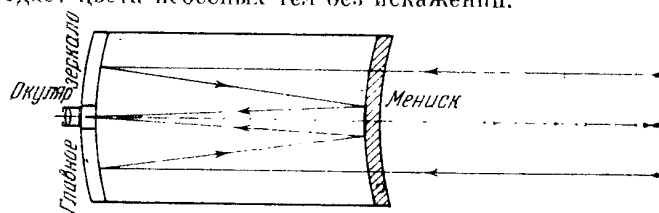


Рис. 55. Ход лучей в телескопе Максутова.

Однако рефлектор имеет и ряд существенных недостатков. Один из них — сферическая аберрация. Только те лучи, которые параллельны главной оптической оси рефлектора, собираются в его главном фокусе в точку. Если же лучи не параллельны главной оптической оси, возникают сильные искажения изображений, гораздо более сильные, чем у рефрактора. Поэтому поле зрения, свободное от искажений, составляет всего несколько минут.

*) См. книгу М. С. Навашина Телескоп астронома-любителя. — М.: Наука, 1979.

Второй недостаток связан с тем, что поверхность зеркала надо серебрить или алюминировать, а этот слой с течением времени тускнеет и его надо возобновлять. Третий недостаток состоит в том, что центрировка зеркал время от времени нарушается и рефлектор приходится заново настраивать. Все же главным недостатком рефлектора является ограниченность поля зрения. Поэтому в последнее время находят все большее применение комбинированные телескопы более сложных систем.

Одну из таких систем, называемую менисковым телескопом, разработал известный советский оптик Д. Д. Максутов. В ней лучи проходят через мениск (линзу с двумя сферическими поверхностями, направленными выпуклостью в одну сторону) и попадают на сферическое вогнутое зеркало, от которого отражаются (рис. 55) по направлению к мениску. Небольшое алюминированное пятнышко на внутренней стороне мениска отражает лучи в обратном направлении. Далее лучи проходят сквозь центральное отверстие в зеркале и создают изображение, которое можно фотографировать или рассматривать в окуляр. Достоинства менискового телескопа Максутова состоят в том, что он почти свободен от хроматической аберрации, обладает сравнительно большим полем зрения и имеет небольшую длину. По этому типу промышленность выпускает объективы МТО-1000 (менисковый объектив Максутова с фокусным расстоянием 1000 мм), который используется для фотографических целей, но если приспособить к нему окуляр, то его можно превратить в неплохой телескоп.

§ 29. Установки телескопов

Телескоп устанавливают на удобном и прочном штативе. Существует несколько типов штативов — установок телескопа. Простейшая азимутальная установка (рис. 56) состоит из треноги, на которой укрепляется вертикальная ось. К этой оси прикреплена вилка, поддерживающая горизонтальную ось, скрепленную с телескопом. Телескоп может поворачиваться вокруг обеих осей, что обеспечивает его наведение на любую точку неба; несколько затруднено наведение на область, близкую к зениту.

Изготовить азимутальную установку нетрудно. Однако надо иметь в виду, что центр тяжести телескопа должен находиться на укрепленной в вилке горизонтальной оси; только тогда труба будет находиться в равновесии.

Навести телескоп на светило не так легко, так как поле зрения обычно мало. Поэтому параллельно трубе телескопа укрепляется небольшая оптическая трубка — искатель, обладающая большим полем зрения и малым увеличением. Положение искателя надо отрегулировать таким образом, чтобы при наведении на светило оно было в центре поля зрения как искателя, так и телескопа.

Азимутальная установка не вполне удобна для ряда наблюдений, так как описываемая светилom суточная параллель наклонена к плоскости горизонта, и, используя азимутальную установку, мы должны во время длительных наблюдений поворачивать трубу вокруг обеих осей.

Гораздо удобнее экваториальная (параллактическая) установка. Она, так же как и азимутальная, состоит из двух взаимно перпендикулярных осей, но одна ось установлена не вертикально, а параллельно оси мира. Эта ось называется полярной, или часовой осью.

Простейшую экваториальную установку любитель может изготовить сам (рис. 57). Спилите столб с таким расчетом, чтобы угол среза HA_1A_2 был возможно близок к географической широте места ϕ , и вкопайте столб в землю, ориентируя таким образом, чтобы угол среза был направлен с севера на юг. На срезе укрепите прочную железную планку с двумя подшипниками A_1 и A_2 , а в подшипники вставьте полярную ось.

К полярной оси прикрепите прочную металлическую планку B_1B_2 с двумя подшипниками C_1 и C_2 , сквозь которые пропустите вторую ось — ось склонений. Выгоднее расположить оси так, чтобы часть оси OB_2 была короче части OB_1 .

К концу оси, проходящему через подшипник C_2 , наглухо прикрепляется планка D_1D_2 , а на противоположный конец оси надевается стопорное кольцо E с пропущенным сквозь него штифтом или винтом, с тем чтобы ось склонений не могла выпасть из подшипников C_1 и C_2 .

После этого в планке D_1D_2 при помощи гибких колец, охватывающих трубу, прикрепляется тубус телескопа таким образом, чтобы его центр тяжести находился на продолжении оси склонений. На противоположном конце оси склонений укрепляется противовес G — груз цилиндрической формы со сквозным отверстием, диаметр которого немногим больше диаметра оси склонений. Чтобы груз не мог сам по себе скользить, в нем на паре укрепляют стопорный винт, которым зажимают противовес в необходимом положении на оси склонений.

Инструмент должен быть полностью уравновешен так, чтобы труба телескопа была в безразличном равновесии. Для этого сначала двигают трубу вдоль оптической оси, отыскивая то положение, при котором объективная часть уравновешивается с

кулярной, после чего закрепляют стягивающие кольца. Затем уравновешивают трубу во втором направлении, передвигая противовес.

Установка рефлектора системы Ньютона готовится по тому же принципу, но опорный столб делается более коротким, так как наблюдатель смотрит не сквозь трубу, а сбоку, в отверстие, сделанное в верхней части трубы.

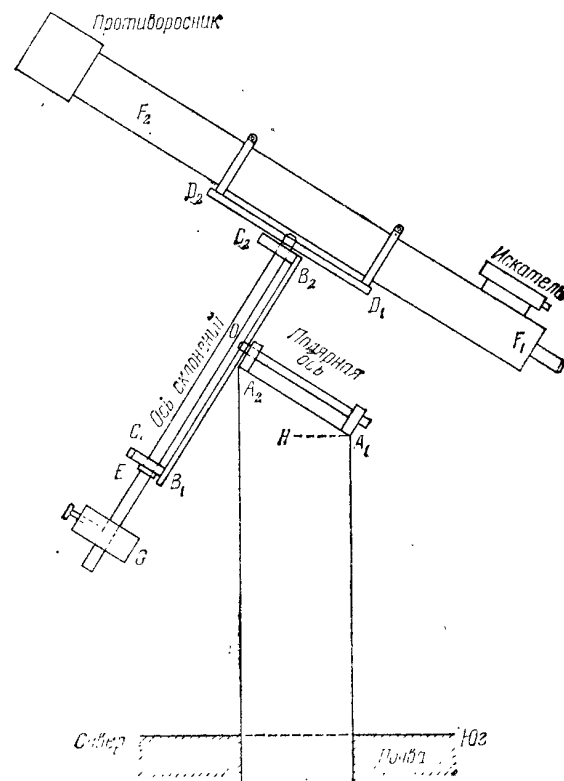


Рис. 57. Схема устройства экваториальной установки.

Экваториальная установка удобнее азимутальной, так как после наведения трубы на светило наблюдатель, следя за светилom, поворачивает инструмент только вокруг одной полярной оси. Если же поворачивать телескоп часовым механизмом, то слежение будет осуществляться автоматически.

Фабричные экваториальные установки снабжены рядом необходимых приспособлений. Столб заменен металлической массивной колонной, опирающейся на три винта, позволяющие выверить ее вертикальность (рис. 58). Имеются приспособления, дающие возможность поворачивать колонну вокруг вертикальной

оси и изменять наклон часовой оси к плоскости горизонта (т. е. установить полярную ось параллельно оси мира). Поворот телескопа вокруг часовой оси осуществляется часовым механизмом. Кроме того, установка снабжена разделенными кругами, вращающимися вместе с трубой. Один из них, помещенный на оси склонений, позволяет отсчитывать склонение светила. Второй

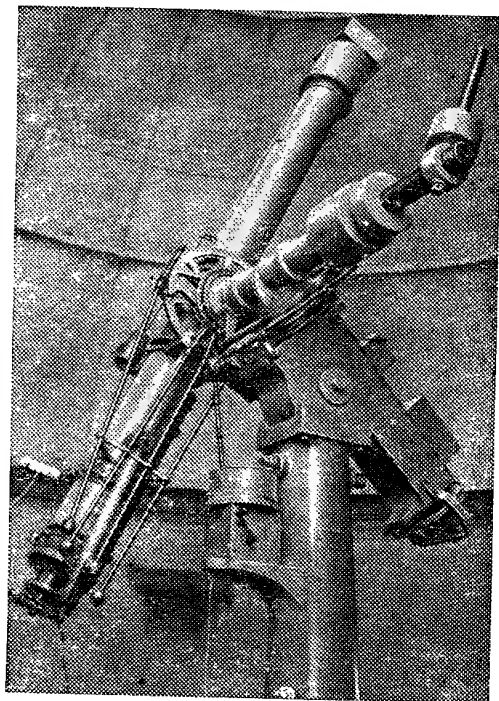


Рис. 58. Экваториальная установка с часовым механизмом.

круг, укрепленный на полярной оси, дает возможность отсчитывать часовые углы. Эти круги дают возможность наводить телескоп на светило по его экваториальным координатам, что особенно важно при дневных наблюдениях планет Венеры и Меркурия.

Остановимся в заключение на способах регулировки параллактической установки (конечно, любительская установка, описанная нами, не допускает точной регулировки).

Простейший способ регулировки таков. Выбираем звезду, находящуюся вблизи небесного меридиана, наводим на нее телескоп, закрепляем положение трубы на оси склонений и начинаем следить за звездой, поворачивая трубу вокруг полярной оси. Если звезда при ее суточном движении не будет уходить из центра поля зрения «вверх» или «вниз», то оптическая ось те-

лескопа прочерчивает на небесной сфере суточную параллель, т. е. полярная ось телескопа правильно установлена в плоскости небесного меридиана. Если же звезда «уходит», то надо немного повернуть колонну вокруг вертикальной оси. Повторяя наблюдения многократно, постепенно добиваются нужного положения полярной оси.

После того как достигнута правильная установка по азимуту, наступает второй этап — определение необходимого наклона полярной оси. Теперь выбираем для наблюдений звезду, находящуюся вблизи первого вертикала, т. е. имеющую азимут, близкий к 90 или 270°. Наводим телескоп на звезду, закрепляем его по склонению и следим за звездой, поворачивая телескоп вокруг

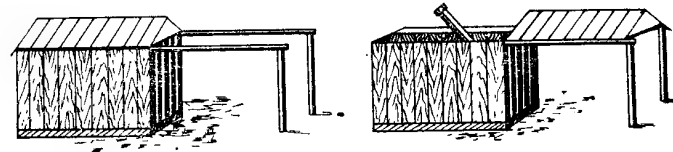


Рис. 59. Схема устройства будки с откатной крышей.

часовой оси. Если звезда в поле зрения не смещается по направлению, перпендикулярному к суточной параллели, то установка выверена. Если же наблюдается смещение, то надо изменить наклон полярной оси. Для такой регулировки предусмотрены три массивных винта в нижней части колонны, на которые она опирается. Винты образуют равносторонний треугольник, причем один из винтов находится в южной части колонны. Вращая этот винт, мы изменяем наклон полярной оси телескопа, не выводя ее из плоскости меридиана.

Существуют и другие, более точные способы установки и регулировки телескопа, но они требуют использования достаточно точно и подробно разделенных кругов.

Телескоп, установленный на экваториальной установке, часто называют экваториалом.

Крупные телескопы устанавливаются в специальных помещениях — в башнях с вращающимися куполами. В таком куполе, имеющем, как правило, вид полусферы, сооружается отодвигающаяся штора, закрывающая прорезанное в куполе отверстие — люк. Перед наблюдениями штору отодвигают в сторону, а после их окончания — задвигают. Купол вращается, и поэтому люк можно устанавливать в любом азимуте. Однако сооружение такого вращающегося купола сложно. Можно заменить купол будкой с отодвигающейся крышей (рис. 59). Такая крыша перемещается на четырех роликах, которые движутся внутри желобов из швеллерного железа № 8 или 10; боковые полки швеллеров препятствуют соскальзыванию роликов. Как видно из рис. 59, швеллеры длиннее продольных стен павильона, что позволяет полностью отодвинуть крышу. Легкая крыша может откатывать-

ся вручную. Для перемещения тяжелой крышки полезно изготовить лебедку.

Правильно имеет смысл сооружать только для достаточно крупного телескопа. Небольшие телескопы лучше всего после наблюдения вносить в помещение. Однако описанная выше простейшая любительская экваториальная установка прикреплена к вмонтированному в землю столбу и ее целиком унести нельзя. Если труба вместо с крестом осей и противовесом весит не очень много, то можно вытянуть верхнюю часть из подшипников A_1 и A_2 и унести в помещение. Под открытым небом останется только нижняя часть установки, которую легко закрыть брезентовым или пластиковым чехлом.

§ 30. Уход за телескопом

Дадим теперь несколько практических советов. Прежде чем приступить к наблюдениям, надо проверить качество и центровку оптической системы телескопа. Необходимо, чтобы главные оптические оси объектива и окуляра совпадали не только между собой, но и с продольной осью трубы (тубуса) телескопа.

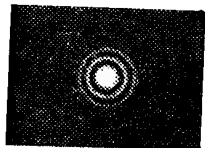


Рис. 60. Дифракционная картина изображения звезды.

Если объектив хорошего качества, хорошо центрирован и правильно установлен, то фокальное изображение звезды должно (теоретически) иметь вид очень маленького диска, окруженного несколькими концентрическими кольцами меньшей яркости (рис. 60). Дифракционная картина — диск и кольца — своего рода «оптический обман», возникающий при прохождении света через круглое отверстие объектива — следствии волновой природы света. Реальное же изображение звезды настолько мало, что глубоко топит внутри дифракционного диска.

Даже у самого хорошего и хорошо налаженного телескопа дифракционная картина мало похожа на теоретическую. Ее искажает земная атмосфера, сквозь которую проходят лучи звезды, прежде чем придут в телескоп. Переменчивание воздушных масс, порывы ветра и т. п. приводят к тому, что изображения размываются и колеблются. По виду дифракционной картины судят о качестве изображений в данную ночь.

Таким образом, если в данную ночь вы не увидите дифракционных колец, не обвиняйте в этом телескоп. Возможно, что он хорошего качества, но условия наблюдений плохие.

Если же ни в одну из ночей не удастся увидеть четкой дифракционной картины, то это означает, что в объективе что-то не в порядке и его надо проверить на оптической скамье в лабораторных условиях. В чем могут заключаться недостатки объектива? Во-первых, линзы могут быть некачественными. С этим недостатком бороться нельзя. Во-вторых, линзы могут быть силь-

но зажаты в оправе, что может привести к искажению их фигур. В-третьих, оптические оси линз, входящих в состав сложного ахроматического объектива, могут не совпадать. Такой объектив надо центрировать, изменяя положения отделяющих линзы прокладок и их толщины. Наконец, может быть и так, что главная оптическая ось правильно собранного хорошего телескопа не совпадает с продольной осью тубуса. Тогда надо регулировать положение объектива тремя зажимными винтами (A) и тремя стопорными (B), установленными в вершинах равнобедренного треугольника, в месте крепления оправы объектива к тубусу (рис. 61). Это особенно надо учитывать при регулировке самодельной фотографической широкоугольной камеры.

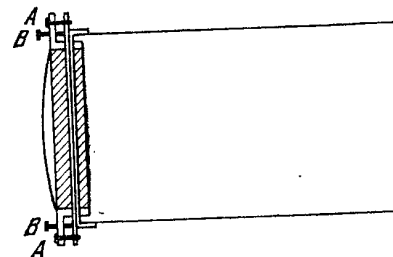


Рис. 61. Центрирующие винты на оправе объектива: A — зажимные винты, B — стопорные.

Необходимо также проверить правильность крепления окуляра телескопа, служащего для визуальных наблюдений.

Особенно сложен процесс регулировки оптической системы рефлектора. Этот процесс достаточно подробно описан в книге М. С. Навашина «Телескоп астронома-любителя» и в Постоянной части Астрономического Календаря.

Во время ночных наблюдений воздух может оказаться настолько влажным, что объектив запотеет. На объективе влага сначала образует легкий слой туманного палета, который постепенно густеет, а затем распадается на мелкие капли воды. Зеркало рефлектора запотеет очень редко, так как оно глубоко погружено внутрь трубы и тем самым защищено от влажного наружного воздуха. Чтобы избежать запотевания объектива, изготовляют из картона цилиндрическую насадку — противоросяник, который надевают на объективный конец трубы, удлиняя тубус. Это ослабляет действие наружного воздуха на объектив. Можно еще применить другой способ борьбы с запотеванием объектива, немного подогревать его, обмотав оправу объектива одеждой в керамическую пикелиновую проволоку, по которой пропускать слабый электрический ток. Важно только, чтобы температура объектива была на 1—2 градуса выше температуры окружающего воздуха.

Что делать наблюдателю, если объектив запотел? Протирать его и нельзя, и бесполезно. Протирать можно только окуляр. Приходится прекращать наблюдения. Если же наблюдать совершенно необходимо, то надо внести объектив в теплое помещение. Холодный объектив при этом немедленно покроется плотным слоем влаги. Через час или два влага испарится и тогда объектив можно поставить на его место в телескопе и продолжать наблюдения.

Отметим, что особенно опасно сильное запотевание объектива, так как влага может попасть между его линзами. В таком случае придется разбирать объектив, что крайне нежелательно, так как можно нарушить центровку!

Запылившееся зеркало рефлектора нельзя протирать ни ватой, ни чистой тряпочкой. При этом может стереться или поцарапаться серебряный или алюминиевый слой. Пыль можно смахивать только очень мягкой кисточкой, но очень осторожно. Зеркало рефлектора можно мыть детским мылом, растворенным в дистиллированной воде, взбив перед обмыванием мыльную пену. Полоскать надо также дистиллированной водой, после чего сушить в вертикальном положении, чтобы вода стекла с зеркала.

Загрязненный объектив можно обмывать чистым ректифицированным спиртом (денатурат, одеколон и водка для этой цели не годятся). Пропитав очень чистую ватку спиртом, осторожно, следя за тем, чтобы в ватке не было пылинок, протирают объектив, повторяя этот процесс несколько раз. При этом нельзя смачивать ватку настолько сильно, чтобы спирт затек между линзами, внутрь объектива. Спирт быстро сохнет. После промывания объектив надо вытереть очень мягкой и предельно чистой тряпочкой, не оказывая на стекло никакого давления. Основная забота — не поцарапать объектив.

§ 31. Фотографирование небесных светил

Инструмент, с помощью которого получают фотографические снимки звездного неба, астрограф, состоит из ведущей трубы (гида) и фотографической камеры, установленной параллельно gidу. Так как снимки звездного неба получают с длительными экспозициями, доходящими до часа и более, астрограф устанавливается на экваториальной монтировке и гид используется для непрерывного контроля за ходом часового механизма.

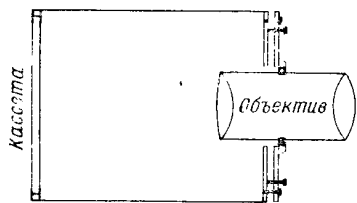


Рис. 62. Устройство широкоугольной фотокамеры для фотографирования звезд.

Любитель может без больших трудностей превратить свой экваториал в астрограф; для этого надо изготовить хотя бы простейшую прочную фотографическую камеру.

Прежде всего нужно приготовить из железного или дюралевого уголка жесткий каркас (рис. 62). Затем его следует обшить с боков и в передней части фанерой, которую полезно оклеить черной бумагой. Поперечные размеры камеры должны немного превосходить размеры используемой пластинки, а длина примерно равна главному фокусному расстоянию объектива.

В передней стенке камеры проделывают круглое отверстие для ввода в камеру объектива. Однако объектив укрепляется не в этой передней фанерной стенке, а на прочной негнущейся металлической пластине, которая привинчивается к каркасу камеры тремя зажимными винтами, расположенными в вершинах равнобедренного треугольника. Эта пластина должна иметь возможность наклоняться в небольших пределах по отношению к продольной оси камеры, что достигается при помощи трех стальных винтов; винты ввинчиваются в пластину и могут отвести ее от каркаса.

В середине этой пластины проделывают круглое отверстие и укрепляют кольцо с винтовой нарезкой, в которую ввинчивают объектив таким образом, чтобы было возможно его перемещение вдоль оптической оси при вращении в нарезке.

К каркасу противоположной части камеры прикрепляют металлические пазы, в которые вдвигается кассета. Чтобы кассета плотно прижималась к камере и всегда находилась при фотографировании в одном и том же положении, полезно сделать в этих пазах два отверстия с нарезками, в которые после установки заряженной кассеты ввертываются два прижимающих кассету винта. Они будут фиксировать ее в постоянном положении.

После того как камера готова, ее надо прикрепить параллельно телескопу, который, начиная с этого момента, выполняет роль гида. Камера укрепляется на продолжении оси склонений перпендикулярно к gidу, а на некотором расстоянии от него, чтобы объективный конец телескопа не загромождал ее поля зрения. Для этого нужны стойки (или прокладки) достаточной длины.

Если мы хотим получать снимки звездного неба с продолжительными экспозициями, то нет необходимости в затворе: можно выкрывать объектив картонной крышечкой.

Теперь надо отрегулировать камеру. При хорошо налаженной камере на проявленном негативе будут видны точечные изображения звезд. Именно этого мы и должны добиться при регулировке и фокусировке камеры. Процесс фокусировки состоит из нескольких этапов. Сначала мы производим грубую фокусировку: вместо кассеты устанавливаем матовое стекло и вводим астрограф на Луну. Вращая объектив в нарезке кольца, мы будем изменять его расстояние от матового стекла до тех пор, пока изображение Луны не станет наиболее четким, а его размеры минимальными.

После этого проводится тонкая фокусировка по фотографированию звезд при неподвижной камере. Допустим, что мы нашли грубое положение фокуса, вдвигая объектив внутрь камеры. Теперь его надо несколько выдвинуть, например, на 3—4 оборота в кольцо. Сняв крышечку с объектива, производим короткую экспозицию. Закрыв объектив, ввинчиваем его на один оборот и снова производим экспозицию. Продолжаем эти операции 8—10 раз, записывая номера экспозиций. Что должно выйти на таком снимке? Так как камера оставалась неподвижной, на негативе после

его обработки получатся изображения суточных параллелей звезд. Каждая звезда даст столько изображений отрезков суточной параллели, сколько было сделано экспозиций. Некоторые изображения будут размытыми, внефокальными. Из всех изображений мы отбираем наиболее четкое. Заметив его «номер», мы возвращаем объектив в такое положение, которое соответствует номеру поворота; камера отфокусирована. Рассматривая изображения разных звезд, получившиеся в различных местах снимка,

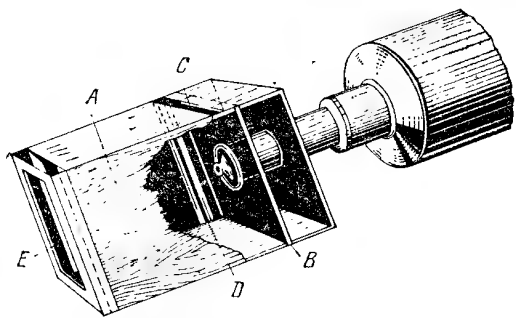


Рис. 63. Окулярная фотокамера: А — камера, В — перегородка, С — щель для затвора, D — планка для светофильтров, E — пазы для багеты.

мы сможем судить о наклоне оптической оси и соответствующим образом его исправить стонорными и зажимными винтами. Процесс фокусировки и юстировки камеры более или менее длительный, и она редко удается с первого или второго раза. Повторив операции несколько раз, так сказать, «последовательными приближениями», мы должны добиться наилучших результатов.

Масштаб снимков, получаемых широкоугольной камерой, мал, но зато велико поле зрения. Вместе с тем любитель может захотеть получить индивидуальный снимок того или иного объекта в крупном масштабе, например, Луны, Солнца и даже планет. Широугольная камера для этой цели непригодна.

Для получения такого снимка можно воспользоваться самим телескопом, если изготовить специальную камеру, прикрепляемую к его окулярному концу (рис. 63).

Можно предложить различные системы окулярных камер, но лучше всего использовать фабричный фотоаппарат, так как в нем имеется затвор. Вывинтив из него объектив, используем оставшуюся часть как окулярную телескопическую камеру. Для ее крепления к окулярному концу телескопа надо изготовить переходный тубус. Для фокусировки камеры надо будет изменять ее расстояние от объектива. Это теперь достигается при помощи кремальеры, выдвигающей окулярную часть. Чтобы знать, насколько выдвинута или вдвинута окулярная часть, надо иметь на ней продольную шкалу.

Если не ставить окуляр, то снимки можно получать в главном фокусе телескопа. Масштаб такого снимка будет большим, чем при использовании светосильной широкоугольной камеры, но может все же оказаться недостаточным для нашей цели. Тогда нашу камеру можно превратить в увеличительную, если в то место, где находился объектив фотоаппарата, поместить окуляр. Мы уже упоминали, что, расположив на некотором расстоянии от окуляра экран, можно получить на нем увеличенное изображение объекта. В данном случае экран заменен фотографической пластинкой, и остается только найти нужное положение камеры, т. е. отфокусировать ее. Для этого камера перемещается кремальерой, по продольной шкале которой отмечается ее положение. Так как окулярная камера имеет малое поле зрения, то, получая фокусировочные снимки звезд неподвижным телескопом, надо после каждой экспозиции подправлять его положение, пользуясь искателем. При этом надо сдвигать трубу по склонению с тем, чтобы снимки не налагались друг на друга.

Затвор к камере необходим потому, что для получения снимка Луны нужна экспозиция около секунды (или ее долей). Если же мы хотим получить снимки поверхности Солнца, то экспозиции должны измеряться сотыми и даже тысячными долями секунды. При этом появляется опасность повреждения шторки затвора — он может сгореть. Поэтому рекомендуется при снимках Солнца диафрагмировать объектив.

Окулярная камера не может дать снимков, пригодных для точных измерений, пока на ней нет ориентира. Таким ориентиром может служить нить, которую можно натянуть непосредственно перед пленкой или пластинкой — она отпечатается на снимке в виде светлой линии. Вращая всю камеру вокруг продольной оси, можно и нужно ориентировать нить по суточному движению небесной сферы. Это лучше всего сделать по изображению экваториальной звезды, например, δ Ориона. При этих установочных наблюдениях надо воспользоваться матовым стеклом. Такие ориентированные снимки нужны при изучении солнечной поверхности. Ориентировав один раз, надо закрепить камеру в таком положении, чтобы ее ориентация больше не могла изменяться.

Количество объектов наблюдения для окулярной камеры весьма ограничено. Однако она может принести большую пользу при наблюдениях солнечных и лунных затмений и при наблюдениях прохождений Меркурия и Венеры перед диском Солнца.

Большинство астрофотографических работ производится на специальных фотопластинках. Фотопленка применяется только для некоторых специальных наблюдений. Выбор фотопластинок (и фотопленки) определяется той задачей, которую поставил перед собой наблюдатель. Для фотографирования солнечной поверхности надо использовать пластинки низкой чувствительности, например, диапозитивные. Они, кстати сказать, мелкозернистые, что хорошо для получения четких изображений. Для

звездных снимков пужпы возможно более чувствительные пластинки. Они изготовляются по особому заказу. Имеющиеся продаже фотопленки чувствительнее обычных фотопластинок. Звездные снимки получать на них можно, но при этом пленку прижимают к чисто протертому стеклу, сквозь которое приходится фотографировать.

Как пластинки, так и пленки бывают нескольких типов. Обычные, так называемые несенсибилизированные фотоматериалы не чувствительны к красным лучам. Зарядку кассет и обработку снятых пластинок лучше всего производить в полной темноте, за исключением малочувствительных диапозитивных пластинок, которые можно проявлять при красном свете.

Существует много различных рецептов проявителей и фиксажей. Однако для любительских снимков можно пользоваться стандартными проявителями и фиксажами, имеющимися в продаже. Растворы следует готовить на дистиллированной воде. При проявлении снимков надо поддерживать пужный температурный режим. Так как процесс обработки снимка производится в темноте, надо к нему хорошо подготовиться.

Необходимо использовать четыре кюветы, поставленные на достаточных расстояниях друг от друга, чтобы брызги не попали из одной кюветы в соседнюю. В кювету № 1 наливают достаточное количество дистиллированной воды. В ней «купают» пластинку перед проявлением. Зачем это пужно? Практика показывает, что погруженная в проявитель пластинка не всегда равномерно покрывается раствором и на ней образуются воздушные пузырьки. Чтобы этого не происходило, полезно пластинку хорошо выкупать в воде перед проявлением. Вынув пластинку из воды, надо дать возможность воде стечь, после чего погрузить желатиновым слоем вверх в проявитель (кювета № 2) на срок от 6 до 8 минут, в зависимости от крепости раствора. В это время кювету покачивают, чтобы проявитель не застаивался над одним и тем же местом пластинки. Вынув пластинку из кюветы № 2, ее погружают в кювету № 3 с дистиллированной водой для промывки снимка. После этого ее погружают в последнюю кювету, № 4, куда налит фиксаж. Здесь пластинка остается 15—20 минут, пока фиксаж растворит остатки светочувствительного слоя и делает пластинку прозрачной.

Заметим, что время проявления для данных пластинок и сорта проявителя должно быть установлено опытным путем. Недопроявленная пластинка бедна изображениями звезд; слабые звезды не дают своих изображений. Непроявленная пластинка покрыта слишком темным фоном, и слабые звезды также не дают на ней изображений. Фиксирование пластинки — также важная операция. Недофиксированный снимок с течением времени гибнет. Он начинает желтеть, покрываться муаровыми разводами и становится непригодным для тех или иных измерений.

После того как пластинка отфиксирована, ее помещают в бак с проточной водой в вертикальном положении и промывают

в течение двух-трех часов, чтобы удалить остатки солей и пылинки.

Вынимая пластинку после промывки, полезно взять кусочек ваты, обильно смочить его водой, поставить пластинку под струю текущей из крана воды и, проводя ваткой подобно кисточке, без какого-либо нажима на желатиновый слой, смыть последние следы грязи. Затем надо установить пластинку в вертикальном положении на стойку, и после нескольких часов она высохнет. Держа затем пластинку в руках таким образом, чтобы не касаться пальцами желатинового слоя, можно осмотреть снимок, помещая лупу со стороны стеклянного слоя.

Несколько труднее проявлять и фиксировать пленку, так как она в кювете коробится, и проявление получается неравномерным. Поэтому рекомендуется свернуть пленку в виде цилиндра и вставить в широкую свободную петлю из ленточки. Кюветы надо заменить вертикальными, достаточно высокими сосудами и проявлять и фиксировать пленку в вертикальном положении.

Хранить снимки лучше всего в конвертах, кладя в конверт только одну пластинку или пленку. На желатиновом слое с краю можно написать чернилами или тушью название снятой области или объекта, дату и момент снимка. Конверты надо складывать в сухой шкаф подобно книгам, в вертикальном положении; нельзя складывать пластинки одна на другую, стопкой. Сухое место хранения необходимо для того, чтобы не появилась плесень, которая полностью съедает желатиновый слой вместе с изображениями. Надо помнить, что снимки, полученные в прежние годы, не менее (если не более) ценны, чем новые, так как дают возможность исследовать те явления, которые произошли в прошлом.

§ 32. Светофильтры и их применение

В современной астрофизике огромную роль играют наблюдения, производимые через светофильтры — окрашенные среды, пропускающие более чем менее узкие участки спектра.

Светофильтр — чаще всего окрашенное стекло. Поставленный на пути лучей светофильтр пропускает свойственный ему участок спектра, полностью поглощая излучения тех длин волн, которые приходятся вне участков его прозрачности.

Наблюдения со светофильтрами до некоторой степени заменяют спектральные наблюдения распределения энергии в спектре. Благодаря своей простоте такой способ наблюдений широко доступен любителям астрономии.

Различные светофильтры изготавливаются в наше время оптическими заводами для целей фотографии. Это хорошо отшлифованные (в виде плоскопараллельных пластинок) кусочки окрашенного оптического стекла. Приобретя два светофильтра одного и того же сорта, склеив из картона колпачки для их укрепления, можно надевать их на объективы бинокля.

Однако в магазине обычно можно купить только желтые и красные светофильтры, а при наблюдениях употребляются светофильтры и иных цветов. Поэтому полезно уметь изготовить светофильтры самостоятельно. Самый простой способ, описанием которого мы и ограничимся, состоит в окрашивании желатиновой пленки в пурпурный цвет. Правда, такой светофильтр нельзя помещать перед объективом; его располагают между окуляром и глазом при визуальных наблюдениях или на небольшом расстоянии от фотографической пластинки на пути лучей, идущих от объектива, — при фотографических.

Берем непроявленную фотографическую пластинку и погружаем ее в раствор фиксажа (см. § 31), светочувствительным слоем вверх. Тем самым мы отфиксируем пластинку до тех пор, пока она не станет совершенно прозрачной. На стекле сохраняем равномерный слой желатина. Тщательно промыв пластинку в проточной воде в течение нескольких часов и высушив ее, приступим к окрашиванию. Для этого готовим раствор выбранной нами анилиновой краски, желательнее в дистиллированной воде. Наливаем его в прозрачную кювету и погружаем в него пластинку, опять-таки желатиновым слоем вверх. По истечении нескольких минут вынимаем пластинку и высушиваем. Вырезав из нее алмазом кусочки пурпурного размера, складываем два из них вместе, желатиновыми слоями друг к другу, и склеиваем по краям бумажной лентой. Светофильтр готов.

Красок, пригодных для изготовления светофильтров, существует очень много, однако не все они употребительны. Для изготовления желтых светофильтров обычно используют аурамин, ауранцию, метанил-желтый или тартрацин. Для получения красного светофильтра можно рекомендовать краску конго-рот. Немного хуже применять для окрашивания в красный цвет кислый фуксин, который хотя и кажется на-глаз красным, при исследовании через спектроскоп обнаруживает способность пропускать также и фиолетовые (и ультрафиолетовые) лучи. Для изготовления зеленого светофильтра можно использовать анил-зеленый Б, анил-зеленый Г или метил-грюн. Наконец, для изготовления синих светофильтров подойдут также краски: метиловая голубая, анилино-блау, анил прочносиний Б, анил синий. Следует заметить, что почти все синие и голубые краски пропускают также и красные лучи. Поэтому часто готовят составные светофильтры; одно из стекол делают синим, а другое — пропускающим синие лучи, но поглощающим красные, как, например, густой метил-грюн.

Изготовленный светофильтр требует исследования с помощью спектроскопа. Направив рассеянный солнечный свет в щель спектроскопа, мы увидим солнечный спектр, а затем, поместив на пути лучей (перед щелью) светофильтр, посмотрим, как изменится вид спектра. Границы области пропускания (предельные длины волн) можно установить, опираясь на приведенные в § 34 главные спектральные линии солнечного спектра.

Для точного исследования кривой спектральной прозрачности светофильтра такого испытания недостаточно. Но точное исследование требует применения сложной аппаратуры и любителям недоступно.

Как мы увидим дальше, светофильтры применяются как при наблюдениях планет, так и звезд. При помощи наблюдений излучения звезд, сделанных с применением светофильтров, можно определять «цветовые» звездные температуры, т. е. судить о степени нагрева звездных фотосфер.

§ 33. Основы астрофотометрии. Звездные величины

Основная задача астрофотометрии, как показывает само название этого раздела астрофизики, состоит в определении интенсивности излучений небесных тел. При этом мы должны сразу же дать четкие определения тех понятий, с которыми нам придется иметь дело. Если космический объект обладает видимыми угловыми размерами, то мы определяем его яркость. Если же он выглядит точкой, то придется ввести иное понятие, которое мы назовем словом «блеск».

Блеск точечного источника излучения, каким является звезда, — это астрономический эквивалент понятия освещенности. Пусть на площадку σ падает по перпендикулярному к ней направлению поток излучения F . Тогда освещенностью E площадки σ называется отношение $E = F : \sigma$.

Для измерения освещенности введена единица, называемая люксом (лк). Это та освещенность, которую создает международная свеча на расстоянии, равном одному метру. Освещенность, создаваемая на поверхности Земли Солнцем, близка к 135 000 лк, Луной — 0,25 лк, а светом ночного неба — 0,0003 лк.

Легко показать, что освещенность, а следовательно, и блеск, уменьшаются обратно пропорционально квадрату расстояния от источника излучения.

Теперь выясним, что следует понимать под яркостью. Рассмотрим площадку S на поверхности светящегося тела. Пусть по перпендикулярному к ней направлению она испускает излучение, обладающее интенсивностью I . Отношение $I : S$ называется яркостью площадки.

Яркость не зависит от расстояния источника света от наблюдателя. Действительно, при удалении светящейся площадки от наблюдателя интенсивность излучения убывает обратно пропорционально квадрату расстояния, но и видимая площадь также убывает в той же пропорции. Следовательно, их отношение, т. е. яркость, сохраняет свою величину.

Отсюда следует, что никоим образом нельзя говорить «яркость звезды», понимая под этим ее блеск; это было бы грубейшей ошибкой.

Для измерения яркости принята величина, называемая стилб-бом (сб). Это та яркость, которую имеет площадка в 1 см^2 , если

сила испускаемого ею света равна одной международной свече. Чтобы составить наглядное представление о яркости небесных тел, укажем, что яркость поверхности Солнца около 150 000 сб, а диска полной Луны (в среднем, так как на нем есть более темные пятна) 0,25 сб.

Блеск звезды связан с ее видимой звездной величиной основной формулой, которую мы сейчас выведем. Обозначим через l_n блеск звезды n -й величины, т. е. через l_1 блеск звезды первой величины, l_2 — второй величины, l_3 — третьей величины и т. д. Выяснилось, что

$$\frac{l_1}{l_2} = \frac{l_2}{l_3} = \frac{l_3}{l_4} = \dots = \frac{l_{n-1}}{l_n} = 2,512 \quad (\text{числу Погсона}).$$

Перемножая соотношения, находим, например,

$$\frac{l_1}{l_4} = \frac{l_1}{l_2} \cdot \frac{l_2}{l_3} \cdot \frac{l_3}{l_4} = 2,512^3.$$

Эти соотношения могут быть обобщены в следующем виде:

$$\frac{l_m}{l_n} = 2,512^{n-m},$$

или, так как $\lg 2,512 = 0,4$, то

$$n - m = 2,5 \lg \left(\frac{l_m}{l_n} \right). \quad (3.3)$$

При применении этих формул надо иметь в виду, что числа m и n могут быть также и дробными (звездные величины не обязаны быть целыми числами).

Измеряя при помощи фотометра отношение блеска звезд, можно определить по последней формуле разность звездных величин, но ничего нельзя сказать о нуль-пункте шкалы. Нуль-пункт выбирают условно, т. е. по некоторому соглашению, по в конце концов, поскольку блеск есть эквивалент освещенности, его можно связать с физическими величинами. Правда, для этого придется использовать отрицательные звездные величины, определяемые по той же формуле, для выражения блеска очень ярких звезд. Известно, что Венера светит как звезда минус 4-й величины, что блеск полной Луны эквивалентен блеску звезды минус 12-й величины, а Солнца — минус 27-й. Установлено, что освещенность, равную одному люксу, создавала бы звезда $-13^m,89 \pm 0,05$, наблюдаемая вне земной атмосферы.

Полученные формулы позволяют продлить шкалу звездных величин и в сторону более слабых, невидимых для невооруженного глаза звезд. Если предел зрения невооруженного глаза около 6-й звездной величины, то в самый большой телескоп мира можно увидеть звезды 21-й величины, а сфотографировать более слабые — до 23-й! Для иллюстрации подсчитаем, во сколько раз звезда первой величины ярче звезды 21-й звездной величины.

В ходе выполнения этих вычислений придется воспользоваться десятичными логарифмами, как это видно из следующей строки:

$$\lg \left(\frac{l_1}{l_{21}} \right) = \lg (2,512)^{20} = 20 \lg (2,512) = 20 \times 0,4 = 8,$$

так что $l_1/l_{21} = 10^8$ — сто миллионов раз!

Данное выше определение звездной величины требует дальнейших уточнений. Звездная величина звезды зависит также и от свойств приемника излучения.

До изобретения современных способов фотометрических измерений оценки блеска звезд производились визуально. На основе глазомерных оценок блеска и было в античном мире введено разделение звезд по блеску на шесть звездных величин.

Впоследствии были изобретены визуальные фотометры, основанные на принципе сравнения блеска естественной и искусственной звезды. Блеск искусственной звезды можно было по желанию наблюдателя изменять, что давало возможность более точного измерения блеска естественной звезды, произведя их выравнивание. Все же о блеске так или иначе судил глаз наблюдателя, вследствие чего получаемые звездные величины получили название визуальных. Наиболее чувствителен глаз к желто-зеленым лучам.

Получая фотографические снимки звездного неба, мы находим пластинку покрытой множеством черных точек — изображений звезд. Степень почернения и диаметр изображения позволяют судить о так называемом фотографическом блеске звезды. Измеряя фотографический эффект, можно определить фотографическую звездную величину той или иной звезды.

Условно принято, что у белых звезд визуальная и фотографическая звездные величины одинаковы. Разность между фотографической и визуальной звездными величинами $S = m_{\text{ф.т.}} - m_{\text{виз}}$ называется показателем цвета. У белых звезд, по условно, показатель цвета равен нулю. Так как фотографическая пластинка не чувствительна к красным лучам, то у красных звезд показатель цвета положителен. Бывают иногда случаи, когда красная звезда, обладающая, например, пятой визуальной звездной величиной, фотографически будет восприниматься как слабая звезда восьмой величины. Таким образом, показатель цвета позволяет судить о цвете звезды.

Фотографические наблюдения звезд имеют ряд преимуществ по сравнению с визуальными; одно из них состоит в том, что они дают возможность одновременного определения блеска многих звезд, в то время как визуальные определения индивидуальны. Снимок звездного поля содержит информацию о многих звездах, изображение которых получились на данном снимке. В этом, в частности, и кроется причина того, что фотографические наблюдения звезд вытесняют визуальные, хотя и последние для ряда задач сохраняют свое значение.

Астрофизики разработали еще одну систему звездных величин, которая называется фотовизуальной. Подобрали соответствующую фотографическую эмульсию и специальный светофильтр таким образом, чтобы общая чувствительность этой комбинации соответствовала чувствительности глаза, они определяют звездные величины, которые должны заменить визуальные; эти определения делаются также фотографическим путем.

Создано много каталогов звездных величин, как ярких, так и слабых звезд.

К сожалению, точность определения звездных величин фотографическим способом невысока (около $\pm 0,05$ звездной величины). Так как для решения многих задач необходимо знать блеск звезд точнее, был разработан фотоэлектрический способ наблюдений. Фотоэлектрический фотометр позволяет определять звездные величины со случайными ошибками от $0^m,01$ до $0^m,02$.

В фотоэлектрическом фотометре используется хорошо известный и изученный эффект, состоящий в том, что при освещении некоторых веществ в них возникает электрический ток, сила которого пропорциональна интенсивности падающего света. Таким образом, измерения «световых» величин заменяются измерениями тока, которые производятся гораздо точнее. Изобретение же очень чувствительных фотоумножителей позволяет измерять фототоки, возникающие при облучении фотокатодов слабым светом звезд.

В связи с этим были введены и получили широкое распространение более обоснованные фотометрические системы звездных величин, которые обозначаются латинскими буквами U , B и V . Система U определяет звездные величины звезд в ультрафиолетовой области спектра, со средней длиной волны $3640 \text{ \AA}$. Систему B можно считать отнесенной к длине волны $4445 \text{ \AA}$. И, наконец, система V соответствует визуальной и относится к длине волны $5505 \text{ \AA}$. Таким образом, у каждой звезды теперь можно определить не один, а два показателя цвета $U - B$ и $B - V$, т. е. сравнивать интенсивность излучения в разных участках спектра.

Существует еще одна система звездных величин, которая является наиболее обоснованной. Это система болометрических звездных величин, в которой попросту суммируется все излучение звезды во всех участках спектра. Определять такие величины можно было бы при помощи болометра, который измеряет полную энергию излучения звезды, если бы, конечно, не было поглощения света в земной атмосфере.

Мы в дальнейшем встретимся с болометрическими величинами, а здесь только скажем, что их непосредственно, как правило, не измеряют, а находят так называемые болометрические поправки. Придавая их к визуальным величинам, отыскивают болометрическую, т. е. энергетическую звездную величину, которая, как мы увидим далее, позволяет вычислять радиусы звезд.

§ 34. Основы астроспектроскопии

Спектральный анализ — мощнейшее орудие изучения космических объектов.

Прибор для получения спектра — спектроскоп состоит из коллиматора, призмы и зрительной трубы (рис. 64). В передней части коллиматора, обращенной к источнику света, установлена

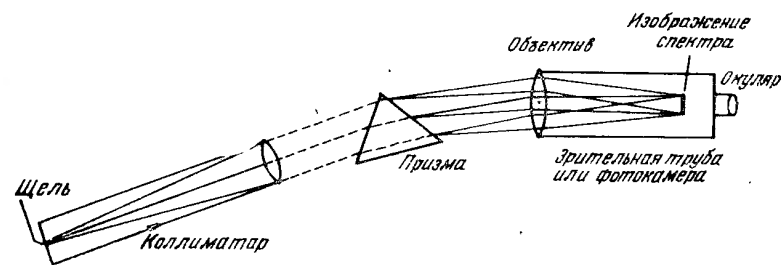


Рис. 64. Устройство спектроскопа.

узкая щель. От нее внутрь трубки коллиматора идет расходящийся пучок лучей. Щель располагают в главном фокусе объектива коллиматора, так что из коллиматора выходит параллельный пучок лучей.

Что произойдет, если мы направим этот пучок лучей в объектив третьей составной части спектроскопа — зрительной трубы? Ее объектив соберет лучи в своем главном фокусе и здесь образуется изображение щели; мы можем его рассматривать в окуляр и увидим четкое изображение входной щели спектроскопа.

Между объективами коллиматора и зрительной трубы помещают трехгранную стеклянную призму таким образом, чтобы ее преломляющее ребро было параллельно щели. Призма преломляет падающий на нее из объектива коллиматора параллельный поток лучей, отклоняя его к своему основанию. При этом лучи различного цвета отклоняются по-разному, в зависимости от длины волны.

Таким образом, призма разлагает свет на совокупность одноцветных (мономатических) пучков лучей. Вместо одного изображения щели в фокальной плоскости зрительной трубы спектроскопа образуется множество разноцветных изображений щели, примыкающих друг к другу и распределенных в соответствии с изменением длин волн, т. е. радужная полоска спектра. То направление, в котором вытянут спектр, называется направлением дисперсии. Понятно, почему щель спектроскопа должна быть достаточно узкой. Если мы расширим щель, то соседние мономатические изображения наложатся друг на друга и спектр «замоеется».

При визуальных наблюдениях в спектроскоп мы видим радужную полоску спектра. Если же вместо окуляра поместить в

фокальной плоскости зрительной трубы кассету, то зрительная труба превратится в фотографическую камеру, а спектроскоп в спектрограф — прибор, широко используемый астрофизиками. Правда, при его помощи получают черно-белое изображение спектра, но это несколько не мешает получению богатейшей информации о небесных светилах.

Спектр излучения, испускаемого накалившимся твердым телом или расплавленным металлом, — сплошной. Если посмотреть че-

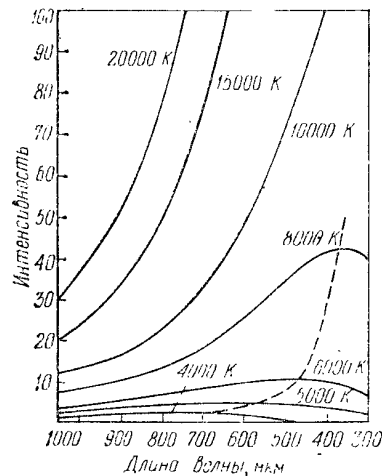


Рис. 65. Кривые распределения энергии в спектре абсолютно черного тела при различных температурах излучателя. Интенсивности выражены в условных единицах.

рез спектроскоп наить электрической лампочки, то можно увидеть яркую радужную полосу, которая называется непрерывным спектром. Существуют способы, которые дают возможность измерять интенсивность излучения в различных длинах волн. Тогда, отложив на горизонтальной оси длины волны λ , а на вертикальной оси — интенсивность излучения (энергию) E_λ , получим график, который называется кривой распределения энергии в спектре (рис. 65). Вид этой кривой зависит главным образом от температуры излучателя.

Для лучей, обладающих малой длиной волны, энергия E_λ мала. Но мере увеличения длины волны энергия возрастает и при некоторой длине волны λ_{max}

$$T \cdot \lambda_{\text{max}} = \text{постоянной величине.} \quad (3.4)$$

Эта формула выражает закон Вина*). Из нее следует, что мало нагретые тела излучают длинноволновые (инфракрасные) лучи, в то время как сильно нагретые сильнее всего излучают синие и даже фиолетовые лучи. Изучая распределение энергии в спектре, можно определять температуру звезд. В этом состоит одна из задач, которые ставит перед собой астроспектроскопия.

Однако спектральные исследования дают возможность получать гораздо более богатую информацию о небесных светилах. Дело в том, что нагретый, доведенный до свечения разреженный

газ излучает не непрерывный спектр, а линейчатый, состоящий из определенного набора узких, почти монохроматических спектральных линий. Яркие линии называются эмиссионными. Так, например, если ввести в пламя горелки обычную поваренную соль, то оно окрасится в интенсивный желтый цвет. В спектро- скоп мы увидим две яркие желтые эмиссионные спектральные линии, обозначаемые D_1 и D_2 , испускаемые нагретыми парами натрия, который входит в состав поваренной соли. Особенно богат линиями спектр железа, превращенного при высокой температуре в газообразное состояние.

Составлены подробные атласы и каталоги спектральных линий химических элементов, и это помогает производить спектральный анализ вещества, узнавать, какие химические элементы в нем присутствуют.

Надо иметь в виду, что помимо эмиссионных линий наблюдаются также абсорбционные, темные линии поглощения, которые занимают те же места в спектре. Их легко пронаблюдать в лаборатории, если проделать такой опыт. Наблюдая в спектроскоп непрерывный спектр накалившегося твердого тела, поместим на пути лучей, между этим телом и щелью спектроскопа, пламя горелки, насыщенной парами натрия. На месте двух ярких желтых эмиссионных линий натрия мы увидим на фоне непрерывного спектра две темные линии D_1 и D_2 , так как пары и газы способны поглощать те же самые излучения, которые они сами испускают.

Вид линейчатого спектра, длины волн спектральных линий зависят от свойств данного атома. Как известно, атом любого химического элемента состоит из центрального, положительно заряженного ядра, окруженного электронами. Наименее прочно связанный с ядром электрон легче поддается внешним воздействиям — его называют оптическим электроном. Этот электрон способен поглощать падающую на атом извне энергию излучения; «запасаясь» дополнительной энергией, он изменяет свое движение, приходя в возбужденное состояние. Он может также прийти в возбужденное состояние и в результате столкновений атома с другим атомом или электроном, которые неизбежны при тепловом движении.

Атомная физика установила, что у каждого атома существуют свои определенные дискретные энергетические уровни, и электрон, при своих переходах может «задерживаться» только на них. Каждому из уровней можно приписать определенный номер — главное квантовое число; чем выше расположен этот уровень, тем больше его энергия. Обозначим энергию, соответствующую квантовому числу k , через E_k , а квантовому числу l — через E_l и допустим, что E_k больше, чем E_l . Пусть, далее, оптический электрон возбужден до состояния E_k . По законам атомной физики электрон не может долго оставаться в возбужденном состоянии (за исключением некоторых уровней энергии) и через миллионные доли секунды самопроизвольно, как говорят, спонтанно

*) В формулу входит абсолютная температура T , отсчитываемая от температуры $t = -273^\circ$ по шкале Цельсия.

танию, должен перейти в другое состояние, обладающее меньшей энергией. Допустим, что он перешел в состояние с энергией E_i . Этот переход сопровождается излучением фотона, энергия которого равна разности $E_k - E_i$. Фотон будет иметь частоту ν_{ki} , которая вычисляется по формуле

$$h\nu_{ki} = E_k - E_i, \quad (3.5)$$

где h — постоянная Планка, равная $6,6 \times 10^{-27}$ эрг·с. Фотон имеет не только частоту, но и длину волны $\lambda = c : \nu$, где через c обозначена скорость света.

Таким образом, в результате этого перехода оптический электрон испустит дискретную спектральную линию, обладающую длиной волны λ_{ki} . Так, из различных переходов оптического электрона образуется линейчатый эмиссионный спектр.

В нормальном, невозбужденном состоянии электрон обладает энергией самого глубокого уровня, которую мы обозначим через E_1 . Теперь допустим, что на атом падает извне излучение самых разнообразных частот ν . Может ли оптический электрон поглотить излучение любой частоты, т. е. любой длины волны? Конечно нет, и вот почему.

У данного атома имеются следующие «дозволенные» уровни энергии, которые мы выписываем в порядке ее возрастания:

$$E_1, E_2, E_3, \dots, E_i, \dots, E_k, \dots, E_\infty.$$

Электрон может поглощать излучения только тех частот, которые соответствуют переходам

$$E_2 - E_1 = h\nu_{21}, E_3 - E_1 = h\nu_{31}, E_4 - E_1 = h\nu_{41} \text{ и т. д.}$$

Все эти переходы соответствуют дискретным спектральным линиям с длинами волн

$$\lambda_{21}, \lambda_{31}, \lambda_{41} \text{ и т. д.,}$$

которые все вместе образуют серию спектральных линий, соответствующих поглощению излучения электроном при его переходе с одного и того же уровня энергии E_1 .

Если перед тем, как поглотить энергию излучения, оптический электрон уже был возбужденным и находился, например, в состоянии с энергией E_2 , то он может поглощать порции энергии

$$E_3 - E_2 = h\nu_{32}, E_4 - E_2 = h\nu_{42}, E_5 - E_2 = h\nu_{52} \text{ и т. д.,}$$

т. е. опять набор дискретных частот (следовательно, дискретных длин волн), но на этот раз другой серии, у которой нижний уровень энергии E_2 .

Но не следует думать, что один атом в результате единичного акта поглощения энергии одним электроном может поглотить все доступные для него излучения соответствующих длин волн. В результате единичного акта поглощения образуется только одна спектральная линия. Однако если атомов много и они помещены в поле излучения, обладающего самыми разнообразными

частотами, то в непрерывном спектре этого излучения появятся все линии поглощения, объединяемые описанными выше сериями. В то же время, излучение с промежуточными длинами волн поглощаться не может, и для него «облако» атомов прозрачно.

Для того чтобы наглядно разобраться в систематике спектральных линий данного химического элемента, свойственные ему

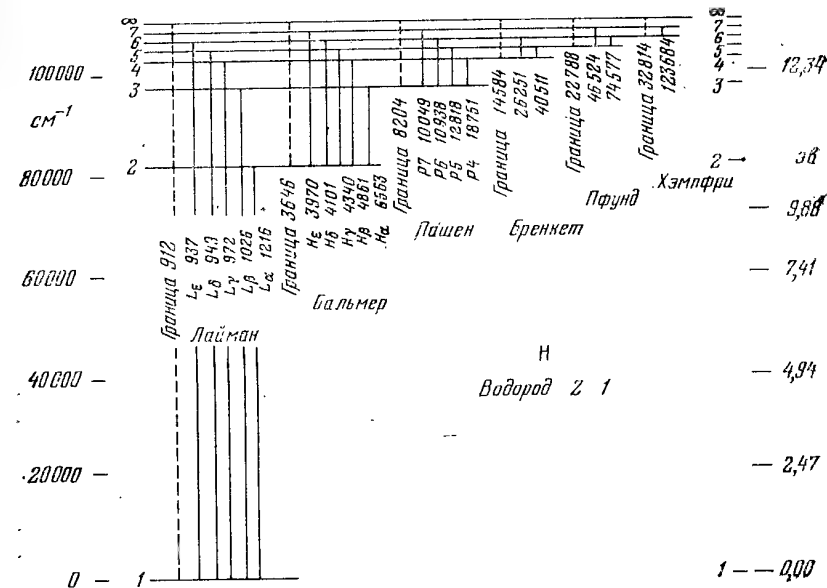


Рис. 66. Энергетические уровни атома водорода: в правой части показаны потенциалы возбуждения, выраженные в электрон-вольтах, в левой — шкала волновых чисел. Около линий, изображающих переходы, указаны длины волн в ангстремах.

дозволенные уровни энергии располагаются в виде схемы. Такая схема для атомов водорода изображена на рис. 66. Чем больше запас энергии оптического электрона, тем выше расположен уровень. Поэтому переходы с нижних уровней на верхние соответствуют актам поглощения, т. е. образованию абсорбционной линии (т. е. линии поглощения). При переходах же сверху вниз происходит излучение эмиссионной спектральной линии.

Основная серия спектральных линий атомарного водорода — серия Лаймана, соответствующая переходу оптического электрона с нижнего уровня № 1 на высшие, расположена в далекой ультрафиолетовой области спектра, которая поглощается земной атмосферой. Поэтому ее можно наблюдать только вне земной атмосферы. В той части спектра, которая доступна наблюдениям, расположена серия Бальмера, которая изображена на рис. 67.

Самый глубокий уровень энергии атома водорода состоит из двух подуровней, мало отличающихся по своей энергии. Осу-

шестивалющийся в условиях межзвездного пространства переход с верхнего подуровня на нижний приводит к излучению «радиолонии» с длиной волны, равной 21 см. Изучение этой линии, выполненное с помощью радиотелескопов, дало возможность исследовать распределение водорода в мировом пространстве.

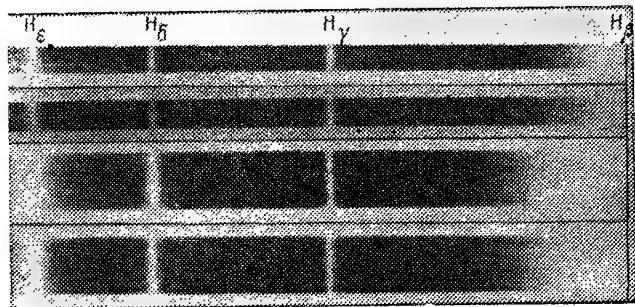


Рис. 67. Четыре снимка спектров звезд с резко выраженными линиями серии Бальмера $H\beta$, $H\gamma$, $H\delta$ и $H\epsilon$. Красный конец спектра справа, фиолетовый — слева.

То, что было сказано об излучении водорода — это только иллюстрация более сложной и важной проблемы. Спектры многих химических элементов хорошо исследованы в земных лабораториях и сравнение «небесных» и «земных» спектров дает возможность исследовать химический состав небесных тел.

Сказанное относилось к атомарным спектрам. Молекулярные спектры гораздо сложнее — они состоят из множества спектральных линий, объединенных в полосы. Молекулярные спектры характерны для холодных, красных звезд.

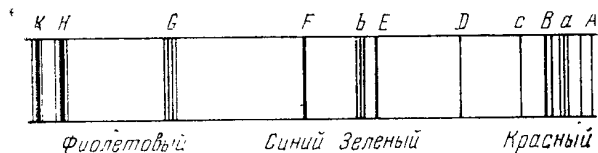


Рис. 68. Основные линии в спектре Солнца.

Доступны ли любителю астрономии исследования звездных спектров? Хотя они и требуют сложного оборудования, но все же некоторые наблюдения можно выполнить, пользуясь весьма скромными, подчас самодельными, инструментами.

При помощи самого простого спектроскопа интересно и полезно познакомиться с видом солнечного спектра. Направив в щель спектроскопа рассеянный солнечный свет, мы увидим в окуляре радужную полосу спектра, пересеченную множеством темных линий поглощения (рис. 68). Некоторые из них обозначены буквами латинского алфавита. Их длины волн, выраженные в ангстремах, приведены в таблице II.

Таблица II
Наиболее заметные линии поглощения в спектре Солнца

Обозначение	Длина волны α	Цвет линии	Химический элемент
A	7621 Å	красный	кислород
B	6870	»	»
C($H\alpha$)	6563	»	водород
D	5893	желтый	натрий
E	5270	зеленый	железо
b	5178	»	магний
F($H\beta$)	4861	голубой	водород
G($H\gamma$)	4340	фиолетовый	водород и группа других элементов
H	3968	ультрафиолетовый	ионизованный кальций
K	3934	»	»

Научные спектральные наблюдения любитель может выполнить, пользуясь объективной призмой. Помещенная перед объективом призма (рис. 69) разлагает идущий от звезды поток параллельных лучей на монохроматические пучки, по-разному отклоненные от первоначального направления, в зависимости от длины волны. В фокальной плоскости объектива образуется спектр. Так как каждый из монохроматических пучков дает точечное изображение звезды (если пренебречь остаточной хроматической

абберацией), то такой спектр имеет вид узкой нити, и рассмотреть в нем какие-либо подробности невозможно. Необходимо расширить спектр перпендикулярно к направлению дисперсии. Для этого надо установить в фокальной плоскости телескопа фотографическую пластинку, превратив его тем самым в спектрограф — призмную камеру. Если расположить преломляющее ребро призмы в направлении суточной параллели звездного неба, то, получая снимок неподвижной камерой, мы обнаружим на нем изображения растянутых суточным движением звездных спектров. Конечно, на таком снимке выйдут изображения спектров (спектрограммы) только самых ярких звезд. Призмная камера используется также при наблюдении спектров метеоров.

Теперь надо упомянуть еще об одном явлении, на котором основаны многие важные выводы астрофизики. Речь идет о принципе Доплера, согласно которому при движении источника света вдоль луча

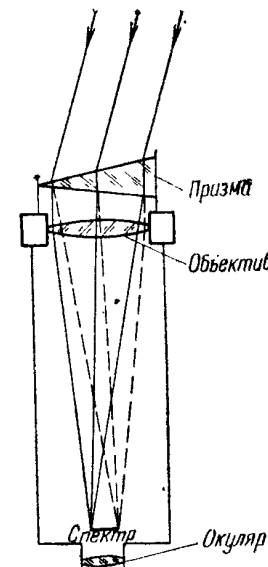


Рис. 69. Спектральная камера с объективной призмой.

зрения длины волн спектральных линий изменяются пропорционально скорости. Если нормальная (лабораторная) длина волны какой-либо спектральной линии равна λ_0 , а наблюдаемая длина волны λ , то справедлива формула

$$\frac{v_r}{c} = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0}. \quad (3.6)$$

В ней через c обозначена скорость света, а через v_r — лучевая скорость, равная проекции пространственной скорости на луч зрения. Если источник света удаляется, то длины волн увеличиваются, а если он приближается, то длины волн уменьшаются. Как нетрудно видеть из формулы (3.6) у удаляющегося источника света лучевая скорость положительна, а у приближающегося — отрицательна.

§ 35. Методы радиоастрономии

Новый способ исследования космоса — радиоастрономия — возникла сравнительно недавно. За короткий срок ее существования она успела получить ценнейшие результаты, и хотя радиоастрономические наблюдения для любителя астрономии не доступны, тем не менее ему нужно иметь понятие как о методах радиоастрономии, так и об ее основных результатах.

Методы радиоастрономии можно разделить на пассивные и активные.

Пассивные наблюдения состоят в приеме и анализе радиоволн, приходящих из космоса. Огромные металлические зеркала современных радиотелескопов собирают в главном фокусе радиоволны; здесь помещен чувствительнейший радиоприемник, настроенный на определенную частоту. Он измеряет интенсивность пришедшего радиоизлучения. Изменяя частоту настройки, можно составить общую картину распределения энергии в радиоспектре, который бывает как непрерывным, так и монохроматическим, как у радиолинии водорода.

Таким образом, радиотелескоп одновременно выполняет функции спектрального прибора. Это, с одной стороны, хорошо, а с другой, — плохо. Выделяя монохроматический поток излучения, мы ослабляем воспринимаемую «радиояркость», чем затрудняем регистрацию излучения «слабых» радиообъектов. Для преодоления этого недостатка надо делать параболические зеркала радиотелескопов очень больших размеров, чтобы собрать как можно больше лучистой энергии.

Вторая причина, заставляющая увеличивать размеры зеркала, — дифракция радиоволн (и света). Зеркало не образует в своем фокусе точечного изображения точечного источника излучения. Здесь образуется дифракционный диск, окруженный дифракционными кольцами. Так как длины волн радиоизлучения велики, то и дифракционный диск имеет большие размеры. Чтобы их уменьшить, приходится изготавливать зеркало возможно боль-

шого диаметра. Это также необходимо и для того, чтобы определить точное положение излучающего объекта на небесной сфере.

Для уменьшения влияния дифракции разработан способ одновременного наблюдения одного и того же объекта двумя радиотелескопами, разнесенными на большое расстояние друг от друга. При этих наблюдениях используется явление интерференции волн.

Активная радиоастрономия — это радиолокация. Исследователь посылает в пространство направленный поток радиоволн. Встречая на своем пути препятствие, этот поток рассеивается и часть его отражается к наблюдателю. Принимая отраженные радиосигналы, исследователь судит по их задерживанию о расстоянии препятствия и о его свойствах. Раньше всего развилась радиолокация метеоров. Впоследствии радиолокация была применена к исследованию Луны, Венеры, Меркурия, Марса и окрестностей Солнца.

Большим достоинством радиометода является его чувствительность к изменениям частоты сигналов. Это дает возможность использовать принцип Доплера для определения лучевых скоростей как в пассивной, так и в активной радиоастрономии. В частности, именно благодаря этому удалось определить периоды осевых вращений Венеры и Меркурия.

Глава IV СОЛНЕЧНАЯ СИСТЕМА

§ 36. Обзор Солнечной системы

Своим притяжением Солнце удерживает около себя многие небесные тела — планеты, астероиды, кометы, метеорные потоки. Все они движутся по орбитам вокруг Солнца, образуя Солнечную систему, и их движения подчиняются трем законам Кеплера, которые были обобщены Ньютоном на основе его теории тяготения.

Первый закон Кеплера утверждает, что движение притягиваемого тела может происходить по одному из конических сечений — окружности, эллипсу, параболе или гиперболе.

Так как орбиты большинства тел Солнечной системы эллиптические, рассмотрим свойства эллипса. Эллипс имеет две полуоси — большую a и малую b . Фокусы F_1 и F_2 расположены на большой оси, симметрично относительно центра O , на расстоянии $c = \sqrt{a^2 - b^2}$ от центра. Вытянутость эллипса определяется его эксцентриситетом $e = c/a$. Большая полуось a и эксцентриситет e — два элемента планетной орбиты (рис. 70).

Солнце расположено в одном из фокусов эллиптической орбиты, и поэтому расстояние планеты от Солнца — радиус-вектор r , — периодически изменяется с периодом P , равным периоду обращения планеты вокруг Солнца. Самая близкая к Солнцу точка орбиты Π называется перигелием, самая удаленная точка A — афелием. Прямая линия, проходящая через перигелий, Солнце и афелий, называется линией апсид.

Согласно второму закону Кеплера, планета движется по орбите неравномерно. Пропорционально времени растут не дуги, а площади секторов, заштрихованных на рис. 70. Так как за равные промежутки времени проходятся равные площади, то в перигелии скорость планеты максимальная ($v_{\max}$), а в афелии она достигает своего наименьшего значения ($v_{\min}$).

Третий закон Кеплера устанавливает зависимость между периодом обращения по орбите P и большой полуосью орбиты a :

$$\frac{a^3}{(M + m) P^2} = \frac{k^2}{4\pi^2} \quad (4.1)$$

В эту формулу входят: масса Солнца M , масса планеты m , число $\pi = 3,14159$ и постоянная тяготения, равная в системе СГС (сан-

тиметр, грамм, секунда) $k^2 = 6,67 \cdot 10^{-8} \text{ см}^3/\text{г} \cdot \text{с}^2$, а в международной системе (СИ) $k^2 = 6,67 \cdot 10^{-11} \text{ м}^3/\text{кг} \cdot \text{с}^2$. Большие полуоси орбит выражают обычно в астрономических единицах. Астрономическая единица — это среднее расстояние от Земли до Солнца, равное 149 597 870 км или, приближенно, $149,6 \cdot 10^6$ км.

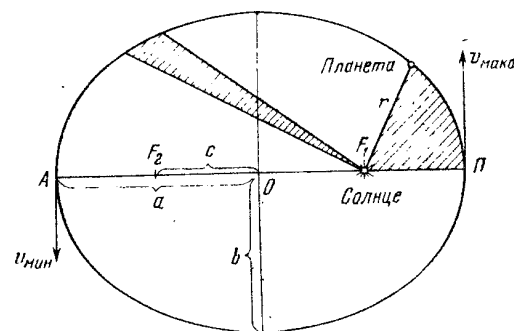


Рис. 70. Эллиптическая орбита и неравномерность движения планеты по ней.

Угол между плоскостью орбиты небесного тела и плоскостью орбиты Земли называется наклоном орбиты и обычно обозначается буквой i . У большинства планет Солнечной системы этот угол мало отличается от нуля.

В таблице III приведены элементы планетных орбит и некоторые другие величины, которые характеризуют каждую из планет.

В XVIII столетии астрономы обратили внимание на то, что плавный ход увеличения расстояний планет от Солнца нарушается в промежутке между Марсом и Юпитером и считали, что здесь должна проходить околосолнечная орбита еще одной неизвестной планеты. Эту планету искали, и в ночь на 1 января 1801 г. астроном Пиацци открыл первую малую планету — Цереру. Впоследствии оказалось, что здесь проходят пути многих малых планет, получивших название астероидов. Теперь их известно более 2300.

По мере открытия и изучения орбит астероидов среди них выявились особые, весьма интересные. Они движутся по очень вытянутым эллиптическим орбитам и некоторые из них заходят не только внутрь орбиты Земли, но и внутрь орбиты Венеры. Таковы, например, Атонис и Аполлон. В 1949 г. была открыта малая планета Икар, которая в перигелии подходит к Солнцу ближе Меркурия. Она также приближается иногда очень близко к Земле. Некоторые же из астероидов, такие как Гидальго, удаляются в афелии на расстояние, почти равное радиусу орбиты Сатурна.

Существуют две группы малых планет, движущихся вокруг Солнца по той же орбите, что и Юпитер, только одна группа опережает его, а другая отстает от него примерно на 60° . Их называли «троянцами», в честь легендарных героев троянской войны. Как показал Лагранж, движение трех тел, находящихся в

вершинах равностороннего треугольника (в нашем случае Солнце — Юпитер — астероид) устойчиво. «Треугольник» движется как целое.

В таблице III содержатся сведения о размерах и массах планет. Нетрудно видеть, что планеты разделяются на две группы — группу Земли и Юпитера. В первую из них входят Меркурий,

Таблица III

Элементы орбит и физические характеристики планет

Название планеты	Большая полуось a , в а. е.	Период обращения P , в годах	Эксцентриситет, e	Наклонение орбиты, i
Меркурий	0,387	0,241	0,206	7°00,2
Венера	0,723	0,615	0,007	3 23,6
Земля	1,000	1,000	0,017	—
Марс	1,524	1,881	0,093	1 51,0
Церера	2,768	4,604	0,076	10 36,4
Юпитер	5,203	11,862	0,048	1 18,5
Сатурн	9,539	29,458	0,056	2 29,5
Уран	19,19	84,015	0,047	0 46,3
Нептун	30,07	164,79	0,009	1 46,8
Плутон	39,52	247,7	0,253	17 08,7

Название планеты	Экваториальный радиус, в км	Масса в массах Земли	Средняя плотность, в г/см ³	Ускорение силы тяжести, в м/с ²	Скорость улетучивания, в км/с
Меркурий	2 440	0,055	5,45	3,72	4,3
Венера	6 052	0,815	5,25	8,87	10,4
Земля	6 378	1,000	5,52	9,81	11,2
Марс	3 397	0,107	3,94	3,76	5,0
Церера	500	—	—	—	—
Юпитер	71 400	318	1,34	26,05	60,4
Сатурн	60 000	95,2	0,70	11,00	36,2
Уран	25 400	14,6	1,41	9,61	21,8
Нептун	24 300	17,2	1,58	10,83	23,5
Плутон	2 000	0,002?	?	?	?

Венера, Земля и Марс. Во вторую — Юпитер, Сатурн, Уран и Нептун. Обе группы отличаются друг от друга и по средней плотности вещества. В таблице также приведены «скорости улетучивания» — вторые космические скорости. Это скорость, которую должна иметь частица для преодоления силы притяжения планеты. Если скорость теплового движения газа становится сравнимой с величиной скорости улетучивания, планета теряет свою атмосферу.

В таблице IV приведены элементы орбит некоторых комет. Почти все кометы движутся по очень вытянутым эллиптическим орбитам. По продолжительности периода обращения кометы можно разделить на две группы — долгопериодические и короткопе-

Таблица IV

Элементы орбит некоторых комет

Название	Большая полуось a , а. е.	Расстояние в перигелии, а. е.	Расстояние в афелии, а. е.	Сидерический период, P лет	Эксцентриситет, e	Наклонение, i
Энке	2,209	0,332	4,086	3,2836	0,85	12°33'
Понс — Вишнеке	3,335	1,102	5,568	6,0904	0,67	20 08
Джакобини — Циннера	3,520	1,000	6,040	6,6053	0,70	30 40
Фая	3,894	1,617	6,170	7,3213	0,58	10 36
Галлея	17,935	0,587	35,280	75,9580	0,97	162 14

риодические. Вполне возможно, что существуют кометы, которые движутся и по незамкнутым, гиперболическим или параболическим орбитам, проходя вблизи Солнца только один раз.

По вытянутым эллиптическим орбитам движутся вокруг Солнца и рой мелких частиц — метеорные потоки.

§ 37. Особенности видимого движения планет

Рассмотрим сначала, как влияет движение Земли на видимые перемещения нижних планет — Меркурия и Венеры, у которых большие полуоси орбит меньше астрономической единицы. Особенности их наблюдений легко понять из рис. 71, на котором изображены различные положения планеты на ее орбите, M_1 , M_2 , M_3 и M_4 , и положение Земли T . Буквой S обозначено положение Солнца; TS — луч зрения, соединяющий наблюдателя и Солнце. Если планета находится в точке M_1 , то происходит ее верхнее соединение с Солнцем. Допустим, что Земля неподвижна, что не отразится на дальнейших рассуждениях. Луч зрения TM , направленный от наблюдателя к планете, будет, по мере передвижения планеты по орбите, отклоняться от луча TS , а так как Земля вращается против часовой стрелки (что показано на рисунке 71), Солнце займет за горизонт раньше, чем планета.

Планируется вечерняя пора видимости планеты. Угловое расстояние луча TM от TS будет возрастать до положения M_3 , которое называется наибольшей восточной элонгацией планеты. Планета достигает наибольшего возможного удаления на небе от Солнца. После этого луч TM начинает приближаться к лучу TS и условия вечерней видимости планеты ухудшаются.

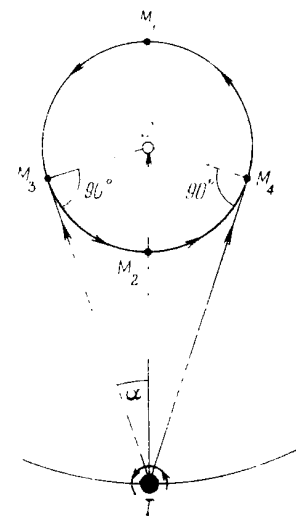


Рис. 71. Различные положения нижней планеты на ее орбите.

Когда планета приходит в положение M_2 , наступает ее нижнее соединение с Солнцем. В это время планету наблюдать нельзя — она скрыта в лучах Солнца. При некоторых положениях Земли и планеты, которые можно заранее вычислить, диск планеты проектируется на яркий диск Солнца. Происходит редкое явление прохождения планеты по диску Солнца. У Меркурия такие прохождения бывают сравнительно часто, в среднем одно за 15 лет. У Венеры прохождения по диску Солнца случаются гораздо реже. Ближайшее прохождение Венеры произойдет в 2004 г. Сведения о прохождениях обычно даются в астрономических календарях.

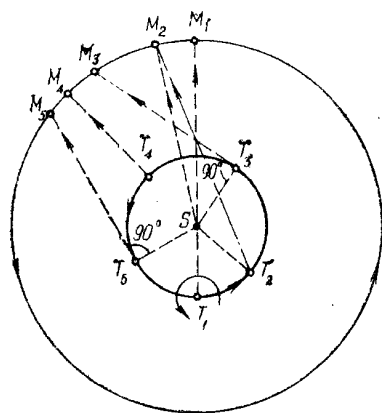


Рис. 72. Различные положения верхней планеты на ее орбите.

Проследим за дальнейшим движением луча зрения TM . Он снова отклоняется от луча TS , но теперь в другую сторону. Наступает пора утренней видимости планеты: она наблюдается в восточной стороне небосвода перед восходом Солнца.

Наибольшее отклонение наступает в положении M_1 , которое называется наибольшей западной элонгацией.

Возможное максимальное удаление планеты от Солнца зависит от отношения радиусов орбит планеты и Земли. Из рис. 71 следует, что $\sin \alpha = M_1S/ST$. Меркурий может отходить от Солнца на 28° , а Венера — на 48° . Таковы особенности видимого движения нижних планет.

С иными свойствами мы встречаемся при рассмотрении движения верхних планет — Марса, Юпитера и т. д. На рис. 72 изображены орбиты Земли (Земля отмечена буквой T) и верхней планеты, например, Марса, — M . Положение M_1 , при котором Марс и Земля находятся по разные стороны от Солнца и расстояние между ними максимально, называется соединением планеты с Солнцем (в этот момент должны быть равны астрономические эклиптические долготы Солнца и планеты).

Чтобы проследить за видимым движением верхней планеты и выделить ее характерные конфигурации, мы должны принять во внимание орбитальные движения планеты и Земли. На рис. 72 стрелками на окружностях показаны направления орбитальных движений. Так как период обращения верхней планеты вокруг Солнца более продолжителен, чем период орбитального обращения Земли, то угловая скорость движения планеты меньше угловой скорости движения Земли. Это означает, что за некоторый промежуток времени Земля проходит по орбите угол T_1ST_2 , больший, чем верхняя планета (угол M_1SM_2).

Если расположения T_1 и M_1 соответствовали соединению, то когда Земля придет в положение T_2 , а верхняя планета в положение M_2 , луч зрения T_2M_2 отклонится к западу от направления T_2S . Это означает, что после соединения планета будет видна утром, перед восходом Солнца.

При дальнейшем движении луч зрения, соединяющий наблюдателя с планетой, все больше будет отклоняться к западу от направления, соединяющего наблюдателя с Солнцем. В некоторый момент наступит такая конфигурация, при которой луч T_3M_3 отклонится от луча T_3S на 90° . Это положение называется западной квадратурой (разность эклиптических долгот планеты и Солнца должна быть в данный момент равна 270°).

Вблизи этого момента взаимные расположения Земли и планеты становятся такими, что при дальнейшем их перемещении по орбитам луч TM перемещается параллельно самому себе. Наблюдатель видит, что планета «остановилась». Такое положение называется стоянием. Начиная с этого момента Земля «обгоняет» верхнюю планету и наблюдатель видит, что планета стала двигаться в обратную сторону, непонятным движением.

Через некоторое время наступает такой момент, когда лучи T_4M_4 и T_4S диаметрально противоположны (разность эклиптических долгот планеты и Солнца составляет 180°). Эта конфигурация называется противостоянием. В этот момент планета кульминирует в полночь, а расстояние планеты от Земли наименьшее — это наилучшая пора для наблюдений верхней планеты*).

Через некоторое время планета приходит во вторую точку стояния, ее движение снова становится прямым и она приближается к такой конфигурации, когда она удалена на 90° от направления на Солнце. Это положение мы отметили лучами T_5M_5 и T_5S . Такое положение планеты называется восточной квадратурой (разность эклиптических долгот планеты и Солнца должна быть равна 90°).

Пройдя через восточную квадратуру, планета постепенно приближается к своему новому соединению. На рис. 73 изображен видимый путь Юпитера на небесной сфере, который поясняет сказанное.

Видимое петлеобразное движение планет было известно еще астрономам античных времен, но правильное его объяснение было найдено Коперником. Размер петли зависит от отношения радиусов орбит планеты и Земли. У Юпитера угловой размер петли около 11° , а у Плутона всего 3° .

Из рисунков 71 и 72 также следует, что вид планеты должен зависеть от ее положения на орбите: у планеты должны наблюдаться фазы, подобные лунным. Особенно они выражены у нижних планет — Меркурия и Венеры. Когда нижняя планета нахо-

*) В том случае, если орбита планеты обладает очень большим эксцентриситетом, момент наибольшего сближения с Землей может не совпадать с моментом противостояния.

дится вблизи верхнего соединения (точки M_1), мы могли бы видеть все ее подлунные, освещенное лучами Солнца. Вблизи нижнего соединения (точки M_2) планета обращена к нам темной, не освещенной Солнцем стороной. В это время планета становится невидимой, но вблизи нижнего соединения мы видим узкий серп планеты, обращенный выпуклостью в сторону Солнца. В положениях M_3 и M_4 видна половина диска планеты. Граница света и тени, терминатор, делит диск планеты пополам.

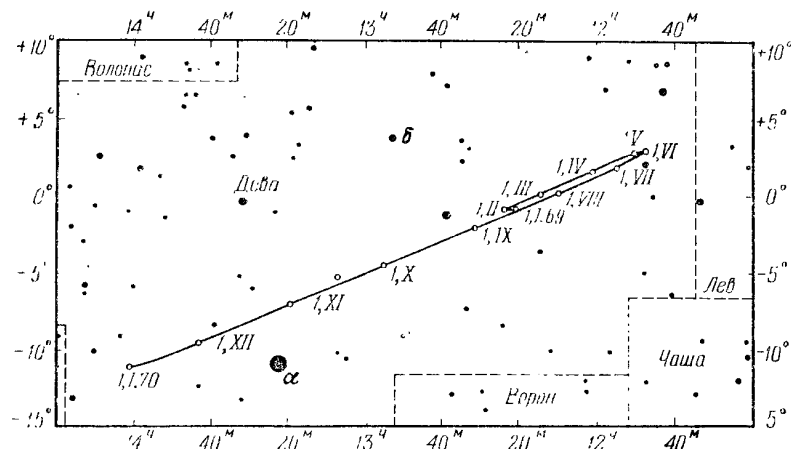


Рис. 73 Видимый путь Юпитера на небесной сфере в 1969 г.

Верхние планеты также имеют фазы, но мы предоставляем самому читателю самостоятельно убедиться в том, что эти фазы не столь резко выражены и что вид верхней планеты всегда мало отличается от полного диска.

После всех этих вводных замечаний мы могли бы приступить к описанию физических свойств планет. Однако для того чтобы эти свойства стали более понятными, мы хотим описать нашу Землю как одну из планет Солнечной системы.

§ 38. Земля и ее окрестности

Привычное нам название «земной шар» отражает действительность неточно. Земля по своей форме отличается от шара, скорее напоминающая эллипсоид вращения — сплюснутый, сфероид. Малая ось сфероида совпадает с осью вращения; «полярный» радиус Земли равен 6356755 м. Земной экватор можно с достаточной точностью считать окружностью, имеющей радиус, равный 6378140 м. Таким образом, экваториальный радиус Земли больше полярного на 21 км 385 м. Отношение этой величины к экваториальному радиусу называется сжатием фигуры Земли; оно равно $1/298,26$. Это такая малая величина, что мы будем дальше говорить «земной шар».

Сфероидальная форма Земли — следствие ее осевого вращения, при котором возникает центробежная сила. Она и привела к «выпучиванию» экваториальных частей земного шара.

Ось вращения не сохраняет неизменного положения в теле Земли. Она описывает около среднего положения очень сложную конусообразную поверхность, обегая по ней за 428 суток. Это приводит к изменению положений полюсов, которые колеблются относительно среднего положения с размахом порядка 40 м. Конечно, это очень небольшое колебание, но оно несколько сказывается на географических широтах и его приходится изучать и учитывать, особенно при выполнении геодезических работ.

Колебание полюсов имеет очень большое значение для исследования внутреннего строения Земли. Теоретические рассуждения показывают, что если бы Земля была абсолютно твердым телом, то возникшие колебания ее оси вращения имели бы период, равный 305 суткам. Но так как период равен 428 суткам, то тело Земли не твердое, а упругое.

Проникновение исследователей внутрь Земли затруднено прежде всего быстро растущей температурой недр. Поэтому при изучении внутреннего строения Земли приходится использовать всевозможные косвенные способы. Один из таких способов состоит в изучении законов распространения в теле Земли сейсмических волн. При землетрясениях из их очага, сквозь упругое тело Земли распространяются колебания — сейсмические волны, которые воспринимаются специальными приборами на станциях, разбросанных по всему земному шару. Интерпретация результатов этих наблюдений привела к следующим выводам. Внешний тонкий слой земной коры покоится на «подстилающей» поверхности и как бы «плавает» на ней. Это, конечно, не означает, что подстилающая поверхность жидкая. Отнюдь нет, она должна находиться в смолообразном состоянии, обладая одновременно свойствами и твердого, и жидкого состояния. На быстрые воздействия она реагирует как твердое тело, а на постоянно действующие, медленно изменяющиеся силы она отзывается как жидкость. Это, в частности, позволяет объяснить, почему в земной коре происходят как вертикальные, так и горизонтальные подвижки. Известно, например, что берега Норвегии постепенно поднимаются вверх, а берега Италии погружаются в море. Нарушение равновесия сил приводит к местным подъемам и опусканиям.

Под внешними слоями находится толстый слой, который теперь называют мантией Земли. Она простирается вглубь до половины радиуса Земли и имеет среднюю плотность вещества около 5 г/см^3 . Еще глубже расположено ядро Земли, где плотность вещества выше — около 10 г/см^3 . В центре Земли находится внутреннее ядро, у которого плотность вещества еще выше (около 15 г/см^3). Радиус внутреннего ядра около 1250 км. Возможно, что вещество во внутреннем ядре Земли находится в жидком состоянии. Таковы вкратце данные о внутреннем строении Земли.

Рассмотрим теперь строение земной атмосферы. Воздушная оболочка Земли состоит в основном из азота и кислорода; на долю водяного пара, углекислого газа, водорода, гелия и других благородных газов (аргона, ксенона и т. д.) приходится лишь небольшая часть общего состава атмосферы. Хотя атмосфера простирается до значительной высоты (порядка двух тысяч километров над поверхностью Земли), основная масса воздуха сконцентрирована в низших слоях — тропосфере и частично стратосфере. Объясняется это тем, что собственный вес воздуха сдавливает под влиянием земного притяжения нижние слои. Давление воздуха (а следовательно, и его плотность) быстро падает по мере подъема над поверхностью Земли.

Если давление и плотность воздуха падают с высотой плавно, то температура изменяется по гораздо более сложному закону.

Земная атмосфера разделена на несколько слоев. В нижнем слое — тропосфере — температура падает в среднем на $0,65$ каждые 100 м. В более высоком слое, стратосфере, сохраняется температура, равная $60-80^\circ$ ниже нуля. На высотах от 30 до 50 км располагается озоносфера, где молекулы озона O_3 интенсивно поглощают ультрафиолетовое излучение Солнца, что приводит к некоторому разогреванию.

На высотах около 100 км расположена ионосфера, где наряду с ионами содержатся свободные электроны. Здесь температура возрастает с увеличением высоты. Еще выше расположена так называемая экзосфера (высота свыше 350 км), где газ еще более разрежен и скорости химических движений атомов соответствуют температурам от 800 до 1700° .

Верхние слои земной атмосферы особенно подвержены космическим влияниям — Солнца и космических лучей — потоков, состоящих из элементарных частиц, протонов и ядер легких химических элементов, «разогнанных» магнитными полями Вселенной (и частично Солнца) до скоростей, близких к скорости света.

Всем хорошо известно, что намагниченная стрелка компаса устанавливается так, что один ее конец направлен на север, а другой — на юг, вдоль направления магнитного меридиана, который, как правило, не совпадает с географическим. В первом приближении можно принять, что магнитные свойства Земли совпадают со свойствами диполя, наклоненного к оси вращения Земли на $11,5$ и не проходящего точно через центр Земли, но близкого к нему. Те места, в которых магнитная ось пересекает поверхность Земли, называются магнитными полюсами. Конечно, такое представление описывает свойства земного магнитного поля очень приближенно, так как существуют большие отклонения, так называемые магнитные аномалии. Кроме того, магнитное поле подвержено как медленным «вековым», так и быстрым колебаниям. Последние известны под названием «магнитных бурь» и вызваны вторжениями в земную атмосферу солнечных корпускулярных потоков. Обычно магнитная буря сопровождается свечением околополярных областей земной атмосферы — полярными сияниями.

Магнитное поле Земли оказывает сильное влияние на движение заряженных частиц при их приближении к Земле из космоса. Это приводит к образованию так называемых радиационных поясов Земли (рис. 74). Вокруг Земли образуется «магнитная ловушка», опоясывающая Землю в виде «бублика». Нанизываясь на магнитные силовые линии, быстро движущаяся частица не может выйти из этой ловушки. В частности, в ней «запираются» некоторые виды вторичных космических лучей. Проникновение это так.

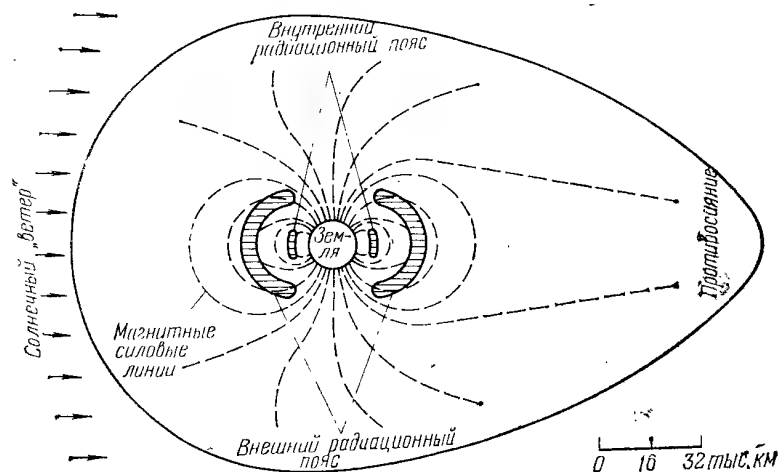


Рис. 74. Радиационные пояса Земли, солнечный ветер и противосияние.

При некоторых ядерных преобразованиях, происходящих в верхних слоях нашей атмосферы, под влиянием первичных космических лучей «рождаются» нейтроны, на которые магнитное поле не действует. Такой нейтрон может уходить от Земли в пространство. Но нейтрон быстро распадается на протон и электрон, а они из магнитной ловушки уже уйти не могут.

Радиационные пояса Земли были открыты после того, как в околоземное пространство были запущены искусственные спутники и космические ракеты. Они активно исследуются приборами, устанавливаемыми на спутниках и в настоящее время.

§ 39. Луна

Естественный спутник Земли, Луна, — наиболее изученное небесное светило. Приводим основные данные о ней.

Лунная орбита — эллиптическая. Среднее расстояние Луны от Земли равно $384\,400$ км, а эксцентриситет орбиты равен $0,055$. Во время одного оборота по орбите расстояние Луны от Земли изменяется от $356\,410$ км в перигее до $406\,740$ км в апогее. Поэтому и угловой диаметр лунного диска изменяется от $33'32''$ до

29°20". Лунная орбита наклонена к плоскости эклиптики на 5°8'7", что сказывается на условиях наступления затмений. Период орбитального обращения Луны равен 27,3217 средних суток и называется сидерическим месяцем, так как по истечении такого промежутка времени Луна занимает прежнее положение на фоне звездного неба. Заметим, что приведенные данные подвержены небольшим изменениям, так как лунная орбита испытывает возмущения.

При своем орбитальном движении Луна занимает различные положения по отношению к Солнцу, которые освещает Луну и Землю. В результате возникают лунные фазы.

Та фаза Луны, при которой она обращена к нам неосвещенной стороной, называется новолунием. Во время новолуния могут происходить солнечные затмения, при которых темный диск Луны закрывает на время диск Солнца. После новолуния Луна видна по вечерам, и через неделю, когда лучами Солнца освещена правая половина лунного диска, наступает фаза, называемая первой четвертью. Это наиболее удобное время для наблюдений Луны; вблизи терминатора — линии, отделяющей неосвещенную часть лунной поверхности от освещенной, лунные горы отбрасывают длинные черные тени и контрасты усиливаются, так что рельеф лунной поверхности виден особенно хорошо.

Через неделю после первой четверти наступает полнолуние, когда лучами Солнца освещен весь обращенный к Земле диск Луны. В это время Луна видна всю ночь. Лунные горы и кратеры в это время видны плохо, так как нет никаких теней и контраст «смазан». Зато хорошо видны загадочные системы светлых лучей, отходящих от некоторых наиболее крупных кратеров. Во время полнолуния могут происходить лунные затмения, если Луна попадет в земную тень.

Еще через неделю наступает последняя четверть, при которой Луна наблюдается во вторую половину ночи. Теперь освещена левая половина лунного диска и снова горы отбрасывают длинные тени. Через неделю наступит новолуние и полный цикл смены лунных фаз замкнется.

Промежуток времени между одноименными фазами называется синодическим месяцем; он равен 29,5306 суток.

Заметим, что для наблюдателя, находящегося на поверхности Луны, Земля также имеет фазы. Они дополняют лунные фазы до полного диска. Во время новолуния лунный наблюдатель видел бы «полноземлие», а во время полнолуния — «позовземлие». Этим, в частности, объясняется появление так называемого пепельного света Луны. Когда Луна видна узким серпом, можно видеть остальную часть лунного диска залитой зеленоватым светом. В это время солнечными лучами освещен почти полный диск Земли и это она в свою очередь освещает темную часть Луны.

Рассмотрим теперь вопрос об осевом вращении Луны. Приливные силы, действующие в системе «Земля — Луна», привели к тому, что период осевого вращения Луны стал равен периоду ее

орбитального движения, т. е. сидерическому месяцу. Поэтому Луна обращена к Земле всегда одной и той же стороной. Правда, неравномерность орбитального движения Луны по эллиптической орбите и наклон ее оси вращения к плоскости ее орбиты, отличающийся от 90°, приводят к возникновению так называемых либраций — смещений деталей относительно центра лунного диска. Мы можем «пемного» заглядывать и на обратную сторону Луны, конечно, в разные моменты. Несмотря на либрацию, большая часть обратной стороны Луны осталась неизвестной до тех пор, пока успехи космонавтики не дали возможности получить прямых ее фотографий во время облетов Луны.

Диаметр Луны равен 3474 км; ее масса составляет 1:81,30 доли массы Земли. Средняя плотность Луны 3,35 г/см³. Ускорение силы тяжести на Луне равно 1,62 м/с², а скорость улетучивания равна 2,38 км/с. Последняя настолько мала, что лунная атмосфера, если она когда-то и существовала, давно рассеялась в мировом пространстве. Нет на Луне и воды.

Луна — очень интересный объект для наблюдений в телескоп. Даже в бинокль видны некоторые наиболее заметные детали. Прежде всего наше внимание привлекут темные обширные равнины, окруженные холмами. Их называют «морями», хотя на Луне нет воды. Каждое из лунных морей имеет свое название и эти названия иногда причудливы. На рис. 75 изображены главные детали лунной поверхности, которые можно наблюдать в бинокль. Чтобы не загромождать рисунка надписями, мы обозначили отдельные объекты номерами.

Их названия приведены в следующем списке:

- | | | |
|---------------------|-----------------------|--------------|
| 1. Море Изобилия | 9. Залив Зноя | 17. Пиренеи |
| 2. Море Кризисов | 10. Море Паров | 18. Алтай |
| 3. Море Спокойствия | 11. Центральный залив | 19. Тавр |
| 4. Море Нектара | 12. Море Облаков | 20. Кавказ |
| 5. Море Ясности | 13. Море Влажности | 21. Апеннины |
| 6. Озеро Снов | 14. Океан Бурь | 22. Альпы |
| 7. Море Холода | 15. Залив Радуги | 23. Карпаты |
| 8. Море Дождей | 16. Залив Росы | |

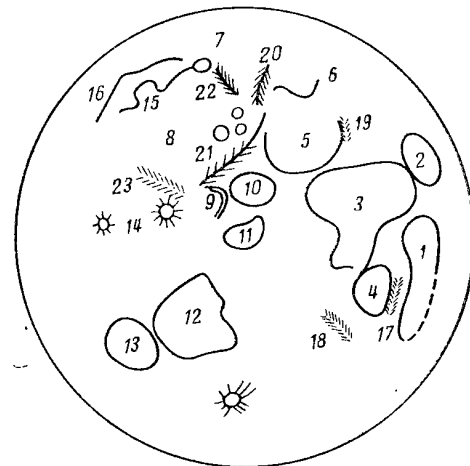


Рис. 75. Схема морей и горных хребтов на Луне, видимых в бинокль (изображение причес).

Астрономы, вводившие эти названия лунных «морей», не имели ни малейшего представления о тех физических условиях, которые господствуют на Луне. В самом деле, названия «морей» — Ясности, Дождей, Паров, Облаков, Влажности, «заливов» — Радуги и Росы, предполагали наличие на Луне атмосферы и водяных паров. На Луне нет воды, а значит, нет ни дождей, ни облаков, ни росы. На черном фоне лунного неба не может быть и



Рис. 76. Фотографии Восточного Моря и его окрестностей.

радуги; хорошо известно, что голубой цвет «земного» неба вызван рассеянием света в земной атмосфере, а радуга — спектральным разложением солнечного света каплями воды, взвешенными в воздухе после дождя.

Авторы названий лунных «морей» неожиданно для себя были правы, пожалуй, в двух случаях. Один из «заливов» назван Заливом Зноя. Это действительно соответствует фактам, но только во время лунного дня. Лишенная атмосферы поверхность Луны подвергается сильному нагреванию лучами Солнца. Дневная сторона Луны нагрета до 130°C (Цельсия). Одно из «морей» названо Морем Холода; это также соответствует действительности, но только во время лунной ночи, так как при отсутствии солнечного излучения поверхность Луны быстро остывает и охлаждается до -160°C . Так «неуютен» климат Луны.

Большинство морей расположено на «нашей», обращенной к Земле, стороне Луны. Обратная сторона Луны чрезвычайно гориста, и на ней находятся только два моря — Восточное и Море Москвы. Размеры их сравнительно невелики. Особенно интересно Восточное Море. Его «дно» очень темное; оно окружено тремя концентрическими кольцами горных хребтов, напоминающих

расходящиеся волны застывшей лавы (рис. 76). На обратной стороне Луны обнаружены такие детали, которых нет на нашей стороне. Это подобные морям округлые площадки, которые залиты темным, а более светлым веществом. Их диаметры доходят до 500 км. Они были названы талассоидами.

На нашей стороне Луны видны также горные цепи, которые были названы «по земному» — Пиренеи, Алтай, Апеннины, Кавказ и др. Некоторые из горных хребтов пересечены широкими

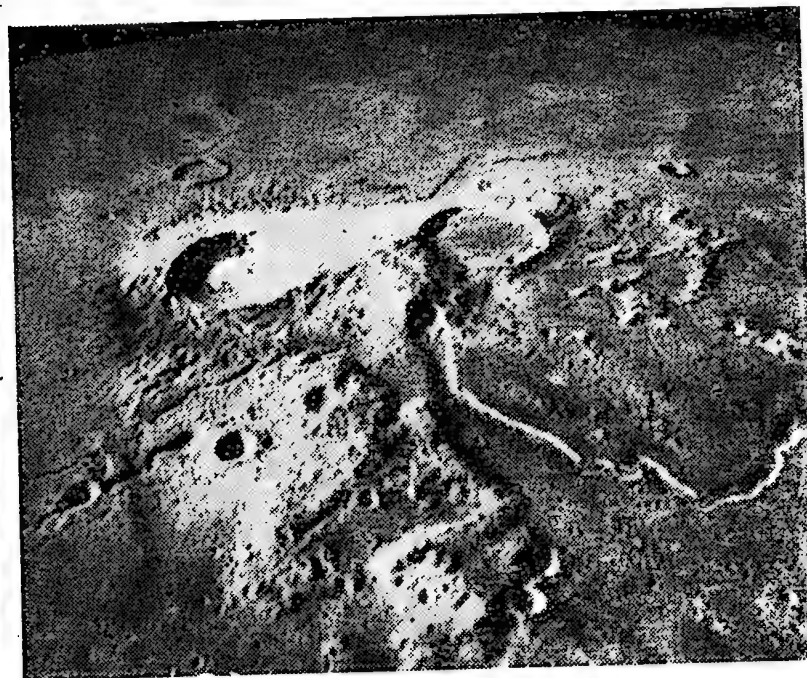


Рис. 77. Снимок кратера Аристарх и его окрестностей, сделанный при облете Луны.

долинами. Видны также и узкие глубокие ущелья, которые называются трещинами.

Для лунного рельефа характерны кольцевые горы и кратеры. Их каталогизировано более 17 тысяч. Многие из них представляют собой гладкие равнины, окруженные кольцевыми горными хребтами — валами. В центре кратеров часто имеются острокопечные горки. Размеры кратеров весьма разнообразны: от нескольких метров в диаметре у мелких, до 250 км у кратеров-гигантов.

Крупные и средние по размерам кратеры названы именами выдающихся ученых, мелкие кратеры названий не имеют. Несколько кратеров средних размеров и множество мелких показано на рис. 77; наибольший из них — кратер Аристарх, диаметром в 36 км.

Список наиболее заметных кратеров видимого полушария Луны приведен в таблице V, а сами кратеры под теми же померами

Таблица V

Список наиболее заметных лунных кратеров (к рис. 78 и 79)

1. Клавий	31. Гуттенберг	61. Бьянкини
2. Шейпер	32. Теофил	62. Шарп
3. Бэкон	33. Киприлл	63. Меран
4. Лицет	34. Катарина	64. Евдокс
5. Маджини	35. Абуль Феда	65. Аристотель
6. Лонгмонтан	36. Тэйлор	66. Гертнер
7. Вильгельм	37. Аль-Баттани	67. Геркулес
8. Тихо	38. Парро	68. Атлас
9. Мавролик	39. Гишпарх	69. Эндимион
10. Баронци	40. Арзахель	70. Мессала
11. Шиллер	41. Альфонс	71. Гемпи
12. Фокинид	42. Птолемеи	72. Клеомед
13. Варгентин	43. Мерсени	73. Посидоний
14. Цигирам	44. Гассенди	74. Литтров
15. Шисгард	45. Петрон	75. Менелай
16. Виселло	46. Флемстид	76. Плиний
17. Дондельмайер	47. Гримальди	77. Боскович
18. Фурье	48. Кеплер	78. Агриппа
19. Виста	49. Ландеберг	79. Годни
20. Вюрцельбауер	50. Коперник	80. Маскелайн
21. Гаурик	51. Геродот	81. Тарунций
22. Вальтер	52. Аристарх	82. Никар
23. Алландензий	53. Эйлер	83. Мессье
24. Вернер	54. Ламберг	84. Липней
25. Нурбах	55. Тимохарис	85. Торричелли
26. Сакробоско	56. Архимед	86. Мариус
27. Рейта	57. Авголик	87. Лексель
28. Фуриерий	58. Аристилл	88. Геликон
29. Иставий	59. Платон	
30. Лангрен	60. Фонтенель	

Многие кратеры названы именами выдающихся физиков и астрономов — И. В. Курчатова и Ф. Жолио-Кюри, Л. Д. Ландау и А. Эйнштейна, П. П. Паренаго и Э. Герцшпрунга. Не только астрономы и физики, но и другие естествоиспытатели «поселены» навечно на Луне. Среди них И. И. Мечников, Л. Пастер, И. П. Павлов, Ж. Бюффон, поэт, астроном и математик Омар Хайям...

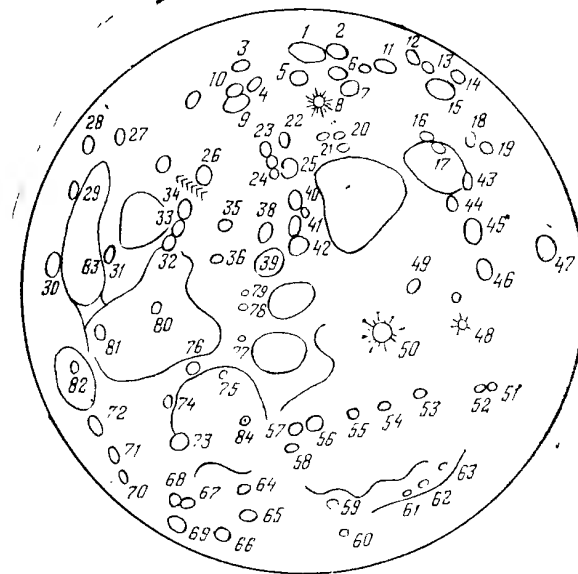


Рис. 78. Схематическая карта лунной поверхности (для сравнения с рис. 79).

изображены на схематической карте лунной поверхности (рис. 78) и по ней могут быть найдены на рельефной карте Луны (рис. 79). Обе эти карты дают перевернутое изображение Луны, видимое в телескоп-рефрактор.

Обратная сторона Луны была впервые сфотографирована 7 октября 1959 г. советской автоматической межпланетной станцией «Луна-3». В последующие годы, по многочисленным высококачественным фотографиям лунной поверхности, полученным советскими и американскими автоматическими станциями, создана подробная карта Луны, и список названий лунных объектов значительно пополнился.

На обратной стороне Луны один из самых больших кратеров был назван именем первого космонавта Юрия Гагарина, а рядом с ним расположен кратер основоположника звездоплавания К. Э. Циолковского. Большой кратер назван именем одного из творцов космических ракет и кораблей С. П. Королева. Увековечена память космонавта В. М. Комарова.

Помимо описанных деталей на Луне существует несколько все еще загадочных образований, так называемых «лучей». Вдоль дуг больших кругов от некоторых кратеров (Тихо, Коперник, Кеплер) отходят длинные, светлые, сравнительно тонкие линии — лучи. На снимках, полученных при облетах Луны, эти лучи представляются длинными цепочками мелких кратеров, обладающих повышенной яркостью. Для земного наблюдателя они сливаются в почти прямые линии.

Какие новые данные о Луне доставила нам экспериментальная, космическая астрономия?

Непосредственное исследование состояния лунной поверхности во время высадки на Луне американских космонавтов показало, что она очень шероховата, покрыта мелкими и крупными камнями, стекловидными «шариками» и пылью. Поверхность Луны — ломкая, по ноги космонавтов погружались в нее всего на несколько миллиметров, а опоры космического корабля — только на 5—7 см. Прочность лунного грунта, несмотря на ломкость самого верхнего его слоя, очень велика. Попытка пробурить на не-

сколько метров оказалась не вполне удачной. Бур встретился с исключительно твердыми породами. Раздробленность верхнего слоя лунного грунта объясняется тем, что у Луны нет атмосферы, и метеорные частицы беспрепятственно доходят до поверхности

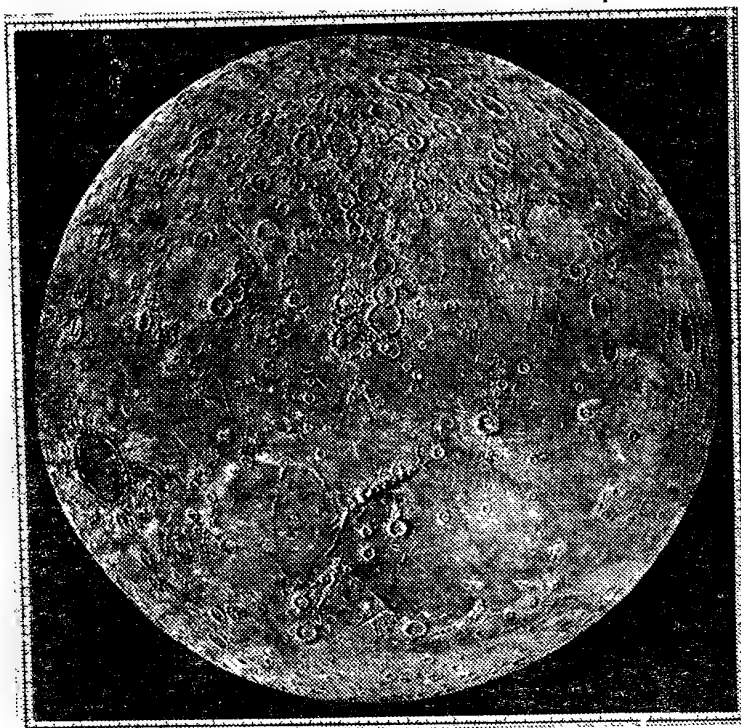


Рис. 79. Рельефная карта Луны (изображение перевернутое).

Луны. Скорости метеорных частиц очень велики (они могут достигать до 70 км/с). Поэтому каждый удар метеорной частицы о лунную поверхность сопровождается своеобразным «взрывом». Лунный грунт вблизи точки удара «вскипает» и превращается в некоторое подобие шлака, о чем свидетельствуют мельчайшие стеклинные шарики — «застывшие капли», впаянные в лунные породы, столь обильно покрывающие доставленные на Землю образцы.

Лунное вещество было подвергнуто химическому анализу. Были изобретены специальные приборы, позволяющие автоматически производить химический анализ и сообщать по радио результаты этих исследований на Землю. Такими приборами были снабжены и советские аппараты «Луноход-1» и «Луноход-2», которые произвели многочисленные анализы по трассе.

Более подробные анализы были произведены в земных лабораториях, куда были доставлены с Луны пробы лунных пород

как американскими космонавтами, так и советскими автоматическими станциями. Эти исследования показали, что в лунные породы входит, кроме кислорода, составляющего бо́льший процент, ряд химических элементов, которые мы перечисляем в порядке убывающего обилия. Это кремний (от 16 до 20%), железо (от 12 до 16%), кальций (от 6 до 8%), титан (от 4 до 8%), алюминий (от 4 до 7%) и магний (от 3 до 6%). Это основные элементы, входящие в соединения с кислородом. Обнаружены меньшие количества следующих элементов: хрома, марганца, циркония, иттрия, никеля, стронция и бария. Не были обнаружены золото, платина, ртуть, свинец и ряд других элементов.

Лабораторные исследования позволили также определить промежуток времени, прошедший с момента кристаллизации лунных минералов, т. е. их «возраст». Он оказался очень большим — порядка 3 миллиардов лет! Однако оказалось, что ряд образцов, которые раньше находились на глубине по крайней мере метра под поверхностью Луны, были «вынесены» на ее поверхность около 400 миллионов лет назад. Трудно сейчас сказать, что происходило с Луной в ту отдаленную от нас эпоху. Это открытие поставило перед исследователями новые задачи.

Недра Луны таят в себе еще ряд загадок. Вот одна из них. Вокруг Луны были запущены искусственные спутники, облетающие ее по замкнутым эллиптическим орбитам. Такие спутники движутся вокруг Луны под действием ее притяжения. Оказалось, что гравитационное поле Луны не вполне однородно, что на него влияют неоднородности распределения вещества в лунных недрах. Было обнаружено, что в глубине Луны существуют области повышенной плотности: они получили название масконов (концентраций массы). Эти области, масконы, действуют на движение спутника возмущающе.

Каково строение внутренних частей Луны? Этот вопрос далек от своего разрешения, но ввиду того, что, начиная с некоторой глубины, температура, как показывают радиоастрономические наблюдения, возрастает, можно думать, что недра Луны находятся в нагретом состоянии.

Строение лунных недр пока еще не исследовано. Однако известно, что их свойства существенно отличаются от свойств недр Земли. Когда на поверхность Луны была сброшена кабина лунного корабля «Аполлон-12», после благополучного возвращения космонавтов в основной отсек, лунные недра отозвались длительным «внутриряжением», которое продолжалось 55 минут. На Земле такое колебание быстро затухло бы, а на Луне оно было очень длительным, что было зарегистрировано лунным сейсмографом.

Особенности лунного рельефа, в частности, обилие на Луне коллизовых образований, требовали объяснения. В самом деле, как возникли лунные моря и кратеры?

Долгое время боролись две гипотезы о происхождении лунных образований. Одна из них утверждает, что кратеры возникли в результате падения на лунную поверхность метеоритов, которые

создавали в результате взрыва воронки типа тех, которые образуются от разрыва артиллерийских снарядов. Другая гипотеза предполагает, что лунные кратеры возникли в результате извержений. Создавалось лавовое озеро, окаймленное кольцевым бортом. При остывании уровень лавы понижался и образовывался кольцевой вал с плоским дном и центральной горкой. В качестве доказательства эта гипотеза приводила пример кратера Варгента (рекомендуем посмотреть на него при сильном увеличении). В нем лава не смогла осесть и весь кратер заполнен до краев веществом — образовалась «столовая гора».

Вулканическая гипотеза имеет много привлекательных сторон. В самом деле, Луна тем отличается от Земли, что ее «первозданный» вид сохранился до наших времен. Внешние же слои Земли подверглись существеннейшей переработке как метеорологическими причинами (выветривание и размывание), так и биологическими явлениями: растения и животные создали протяженные слои «биосферы», скрыв от геологов ту картину, которая была много миллионов лет назад, когда земная кора еще только образовывалась. Если подвергнуть поверхность Луны сравнительному изучению, то можно выделить несколько периодов в ее развитии.

Нет никакого сомнения в том, что Луна за многие сотни миллионов лет должна была пройти несколько стадий своего образования. Об этом говорит хотя бы приливная история системы «Земля — Луна».

Мы хорошо знаем, что приливное действие заставляет Землю замедлять свое вращение — сутки постепенно удлиняются. Это замедление вращения должно приводить к постепенному удалению Луны от Земли; размеры лунной орбиты должны со временем возрастать. Если обратить это явление и рассматривать историю развития системы Земля — Луна в далеком прошлом, то приходится признать, что миллионы лет назад Земля вращалась вокруг оси гораздо быстрее, а Луна была много ближе к Земле. Были ли они когда-то единым телом, а затем разделились, или образовались одновременно, как два отдельных сгущения в едином протопланетном облаке, для нас сейчас не существенно.

Находясь значительно ближе друг к другу, Земля и Луна имели не шаровые, а грушевидные формы, обращенные вытянутостями друг к другу. По мере отхода Луны от Земли ее форма должна была приближаться к шаровой, а в результате этого должна была происходить перестройка ее внутреннего строения. При нарушении равновесия внутренних сил обширные пространства могли оседать внутрь Луны, и выступившая из трещин расплавленная магма могла заливать просторные области, образуя тем самым ровные поверхности морей. В пользу такого объяснения свидетельствуют наблюдающиеся в некоторых местах на границе морей полуразрушенные кратеры, у которых половина вала сохранилась, а вторая половина «погрузилась» в глубь «морей»; иногда она

даже просвечивает сквозь «морское дно». Проследите за «берегами» морей и вы найдете такие кратеры; надо только применять сравнительно большие увеличения.

Вместе с тем нет сомнения, что небольшие кратеры могли возникнуть и возникают в настоящее время в результате падения на Луну метеоритов.

Среди гипотез, объясняющих сложную историю развития Луны, заслуживает внимания гипотеза радиоактивного разогрева. В ее основу положено предположение о том, что как Земля, так и Луна образовались за счет конденсации «пылевых» частиц. Среди них были и такие, которые содержали радиоактивные химические элементы. Выделение тепла при радиоактивном распаде привело к расплавлению по крайней мере довольно протяженного внешнего слоя лунных недр. Более тяжелые массы «континентов» медленно оседали в глубь Луны, а в образовавшиеся провалы выступала из недр расплавленная лава, которая после застывания образовала протяженные равнины «морей».

§ 40. Что наблюдать на Луне

Прежде всего рекомендуем хорошо познакомиться с лунным рельефом, запомнить названия морей, горных хребтов и наиболее крупных кратеров. Научные любительские визуальные наблюдения лунной поверхности в наше время надо специализировать. Имеет смысл систематически следить за изменением вида некоторых лунных деталей.

Долгое время считали, что на Луне не происходит никаких изменений, что Луна — «мертвый мир». Однако, по-видимому, это не так. В прошлом столетии немецкий астроном Ю. Шмидт уделил много времени детальным наблюдениям лунной поверхности. Он производил зарисовки мельчайших деталей. На его рисунках был изображен небольшой кратер, посвященный имени естествоиспытателя Линнея. Этот кратер, резко выделявшийся на фоне лунного моря Ясности (№ 84 на рис. 78), имел диаметр около 10 км и отбрасывал хорошо видимую черную тень. Когда же через 20 лет Шмидт снова наблюдал эту область Луны, на месте кратера Линнея было видно перекрестное светлое пятно; сам кратер исчез. По-видимому, он был залит выступившей из лунных недр лавой.

Внимательные наблюдатели лунной поверхности неоднократно обнаруживали на ней, в том или ином определенном месте, как изменение окраски, так и появление красноватых пятен. Так как жизни на Луне нет, то эти пятна можно объяснить только люминесценцией, т. е. вынужденным свечением некоторых веществ под действием ударов идущих от Солнца наэлектризованных частиц. Таким образом, есть несомненный смысл в систематических наблюдениях Луны при большом увеличении с целью поиска возможных изменений.

То, что вулканическая деятельность на Луне не прекратилась, стало очевидным после одного очень важного наблюдения, которое выполнили советские ученые Н. А. Козырев и В. И. Езерский в ночь на 3 ноября 1958 г. В приведенном нами списке под номером 41 значится кратер Альфонс. В 1956 г. американский астроном Олтер обратил внимание на то, что кратер, хорошо видимый в красных лучах, невидим в синих, что можно было объяснить появлением над кратером непрозрачного облака.

Н. А. Козырев и В. И. Езерский получили спектрограмму излучения этого кратера именно в тот момент, когда в нем появилось красноватое пятно. В спектре были обнаружены характерные полосы, производимые молекулами углерода при температуре около 2000° .

Таким образом, было обнаружено, что центральная горка кратера Альфонс выбрасывает плотные массы нагретого газа. Конечно, это не обычное «земное» извержение вулкана, но оно свидетельствует о наличии вулканической активности на Луне.

Любитель астрономии, располагающий точными часами, может принести большую пользу, выполняя наблюдения покрытий звезд Луною. Моменты ожидаемых покрытий сообщаются в астрономических календарях.

Эти наблюдения не представляют интереса для физики Луны, но имеют огромное значение для уточнения теории ее движения. Правда, если выполнять эти наблюдения с электрофотометром и записывать интенсивность фототока на осциллографе, то такие наблюдения позволяют определять угловые диаметры звезд.

Наблюдения состоят в следующем. Тщательно проверив хорошие часы по радиосигналам, чтобы можно было определять время с точностью до 0,1 секунды (чему помогает также секундомер), наблюдатель должен отметить момент покрытия (когда звезда исчезает за краем лунного диска) или момент открытия (когда звезда появляется из-за края диска Луны). Особенно эффектен момент открытия — звезда вспыхивает подобно огоньку! Наблюдения покрытий звезд наиболее точны, если в это время звезда скрывается (или появляется) за темной частью лунного диска.

Дадим также один практический совет. Производя наблюдения, держим палец на кнопке секундомера, готовы. В момент исчезновения (или появления) звезды нажимаем кнопку и пускаем в ход секундомер. Затем, подойдя к часам, останавливаем секундомер вторым нажатием кнопки в тот момент, когда секундная стрелка выверенных часов показывает полные секунды. Отнимая от показания часов показание секундомера, находим момент покрытия. Разумеется, ход секундомера должен быть предварительно выверен.

При полном лунном затмении слабо светящийся диск Луны позволяет успешно наблюдать покрытия гораздо более слабых звезд, причем такие наблюдения выполняются значительно точнее, чем обычные. Поэтому мы рекомендуем любителям астрономии обратить особое внимание и на эти наблюдения.

Земля отбрасывает в пространство конус тени, и Луна, при некоторых ее положениях на орбите, попадает в него — происходит лунное затмение. Само собой разумеется, что лунное затмение может происходить только во время полнолуния. Для его возникновения необходимо, чтобы Луна располагалась вблизи прямой линии, проходящей через центры Солнца и Земли. Вследствие наклона плоскости лунной орбиты к эклиптике не каждое полнолуние благоприятствует возникновению затмения.

Лунные затмения могут быть полутеневыми; при таком затмении диск Земли только частично закрывает диск Солнца от лунного наблюдателя, где бы он ни находился на поверхности Луны. Затмения бывают частными, когда в конус земной тени попадает часть лунного диска. Бывают также и полные затмения, при которых Луна полностью входит в конус земной тени. Очевидно, что полное затмение начинается с полутеневых и частных фаз и ими заканчивается.

Если бы у Земли не было атмосферы, то тень Земли была бы совершенно темной. Однако воздушная оболочка Земли действует как собирающая линза и преломляет солнечный свет, заливая им земную тень. Атмосфера рассеивает и поглощает фиолетовые и синие лучи, гораздо меньше поглощая оранжевые и красные. Поэтому земная тень окрашена в красный цвет, и даже неусушенный наблюдатель видит кирпично-красную окраску Луны во время полного затмения. Быть может, этим и вызван суеверный страх, который вызывали лунные затмения: зрителям казалось, что Луна залита кровью.

Исследование изменения яркости Луны и ее окраски во время полного лунного затмения позволяет изучать оптические свойства верхних слоев земной атмосферы и потому заслуживает внимания. Кроме того, лунное затмение само по себе очень красивое зрелище и потому не надо пропускать его наблюдений.

Развивается полное лунное затмение так. По мере приближения Луны к краю земной тени левый край лунного диска начинает темнеть. Для него начинаются полутеневые фазы затмения. Через некоторое время (порядка часа) тот же левый край лунного диска соприкасается с границей земной тени и происходит первый контакт. Полезно отметить время его наступления. Теперь Луна начинает все больше погружаться внутрь конуса земной тени и через некоторое время мы видим, что левый край диска становится кирпично-красным. Тут же мы увидим, что края земной тени — серо-голубые. Это наблюдается так называемый «бордюр» — кайма голубого цвета. Постепенно тень все больше подвигается, Луна уходит все глубже и глубже внутрь конуса тени, и второй контакт затмения наступает тогда, когда весь лунный диск оказывается в тени.

Полная фаза затмения может продолжаться до двух часов, после чего левый край диска Луны начинает светлеть, появляется

снова кайма бордюра и происходит третий контакт, когда левый край становится ярко освещенным лучами Солнца. Последний, четвертый контакт наступает в тот момент, когда Луна полностью выходит из конуса земной тени. Затем следует полутеневая фаза затмения, которая также вскоре заканчивается.

Сведения о лунных затмениях можно найти во всех календарях, не только астрономических, но и общих. Таким образом, всегда можно заранее знать, где и когда будет наблюдаться затмение.

Во время движения земной тени по лунной поверхности полезно отмечать моменты покрытия тех или иных кратеров и определять ширину бордюра. Для этой цели необходимо заранее хорошо изучить рис. 78 и 79.

Замечено, что полный блеск затмившейся Луны бывает не всегда одинаковым. Бывают яркие затмения, когда Луна даже во время полной фазы светит достаточно ярко и цвет ее интенсивно красный. Бывают и темные затмения, когда Луна для невооруженного глаза становится еле видимой. Есть основания полагать, что цвет затмившейся Луны связан с фазой солнечной активности. Наблюдения показывают, что в течение двух лет после минимума солнечной активности (когда солнечные пятна практически исчезают) блеск полной затмившейся Луны остается наименьшим. В последующие четыре года блеск возрастает, и наконец наступают

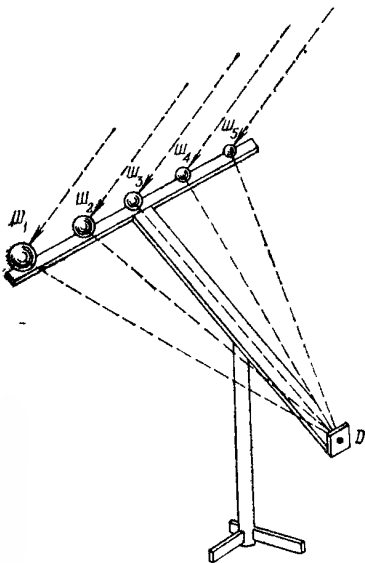


Рис. 80. Лунный фотометр Н. Ф. Флоря. Буквами Ш с индексами обозначены блестящие шарики различных размеров, D — диоптр.

яркие затмения. Время ярких затмений продолжается вплоть до наступления минимума солнечной активности, а затем их блеск ослабевает. Явление происходит с одиннадцатилетним периодом и вызвано влиянием Солнца на верхние слои земной атмосферы. Эти данные требуют подтверждения новыми наблюдениями.

Естественно, что оценка общего блеска Луны в полной фазе затмения представляет известный научный интерес. Вместе с тем, такие наблюдения нетрудно организовать даже с простыми средствами.

Общий блеск Луны можно измерять по методу «перевернутого» телескопа. Он состоит в следующем. Направим телескоп (или бинокль) окуляром к Луне и будем смотреть через объектив. Тогда мы увидим вместо изображения Луны яркую точку (или небольшой диск) — уменьшенное и ослабленное изображение. При этом ослабление будет весьма значительным и «лунную звездочку»

мы увидим сравнимой по блеску со звездами. Сравнивая ее блеск с блеском соседних звезд, мы сможем вычислить соответствующую звездную величину «ослабленной» Луны.

Если знать, насколько ослаблен перевернутым телескопом блеск Луны, можно придать поправку и вычислить истинный блеск Луны. Эту поправку определить несколько сложнее. Наводим перевернутый бинокль на одну из самых ярких звезд и оцениваем ее уменьшенный блеск по сравнению со слабыми звездами, наблюдаемыми по соседству. Это даст нам величину ослабления блеска биноклем. Данные же о звездах сравнения можно взять из «Справочника любителя астрономии» П. Г. Куликовского. Для получения кривой изменения блеска Луны при ее затмении можно использовать очень простой прибор, который применял Н. Ф. Флоря (рис. 80). На некотором, сравнительно небольшом расстоянии от глаза наблюдателя устанавливается рама с укрепленными на ней полированными шариками от подшипников. Перпендикулярно к этой раме укрепляется линейка с визиром, сквозь который можно рассматривать шарики. Установив этот простой прибор таким образом, чтобы он проектировался на звездный фон полярной области неба, мы увидим невооруженным глазом как звезды, так и отражение Луны в каждом из шариков. Если взять шарики различных размеров, то «лунные звездочки» будут иметь различный блеск. Наблюдение состоит в оценках блеска «звездочек» по сравнению с блеском звезд.

§ 42. Меркурий *)

Близость Меркурия к Солнцу создает существенные трудности для его телескопических наблюдений; приходится наблюдать днем, при полном солнечном сиянии, которое, конечно, не благоприятствует выполнению наблюдений. Наводить же телескоп на Меркурий приходится с помощью разделенных кругов, за исключением тех редких случаев, когда планета проходит между Землей и Солнцем, проектируясь на солнечный диск. Эти редкие явления будут наблюдаться 13 ноября 1986 г., 6 ноября 1993 г. и 15 ноября 1999 г. Подробные сведения о точных моментах этих событий публикуются в астрономических календарях. Там же обычно описывается и программа наблюдений.

В таблице III (с. 114) помещены данные, характеризующие орбиту Меркурия и его физические свойства. Как видно из этой таблицы, Меркурий — ближайшая к Солнцу планета, движущаяся вокруг него по эллиптической орбите, обладающей значительным эксцентриситетом. Большая полуось орбиты равна 0,387 а. е., т. е. почти 58 млн. км, и за год планета обегает немногим более четырех раз вокруг Солнца. Изучение формы и расположения орбиты Меркурия на основе длительных рядов точнейших на-

*) Подробное описание планет см. в книге М. Я. Марова «Планеты Солнечной системы» (М.: Наука, 1981).

блюдений показало, что орбита прогрессивно вращается в своей плоскости, причем это перемещение не удавалось объяснить методами классической небесной механики. Это удалось сделать А. Эйнштейну на основе общей теории относительности, существенно изменившей взгляды на природу силы тяготения. Такова выдающаяся роль Меркурия в истории науки.

В той же таблице III приведены сведения о размерах планеты, ее массе и, что особенно важно, — о скорости улетучивания газов

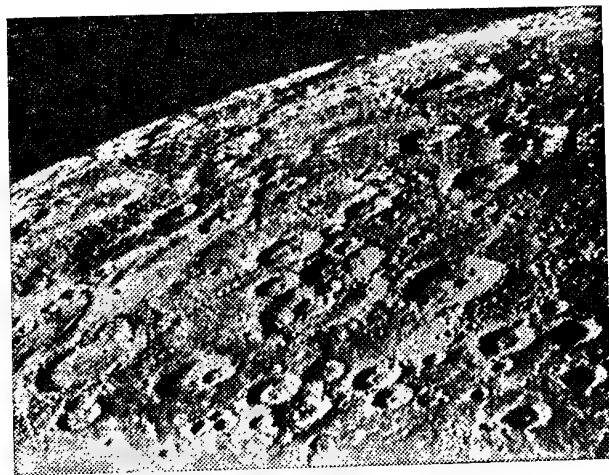


Рис. 81. Снимок поверхности Меркурия, полученный орбитальной станцией «Маринер-10».

с ее поверхности: она оказалась равной 4,3 км/с, наименьшей по сравнению с другими большими планетами. Если принять во внимание близость Меркурия к Солнцу и, следовательно, значительное нагревание поверхности планеты солнечными лучами, не придется удивляться тому, что его атмосфера давно рассеялась в мировом пространстве. Таким образом, поверхность планеты защищена от ударов метеорными телами. Следы этой бомбардировки поверхности Меркурия были обнаружены в 1974 г., когда около планеты прошла и передала на Землю фотографии ее поверхности космическая станция «Маринер-10». Поверхность Меркурия покрыта кольцевыми кратерами (рис. 81), подобными лунным!

Кроме того, обнаружены равнины, которые напоминают дупные «моря». Их называли бассейнами. Встречаются на Меркурии и долины, и кратеры с центральными горками, как на Луне.

Все эти сведения очень интересны и важны, и только остается пожалеть, что земной наблюдатель не сможет все это увидеть из-за трудных условий наблюдения Меркурия с Земли.

Мы уже слегка коснулись вопроса о нагревании поверхности Меркурия солнечными лучами. Действительно, оказалось, что

температура «подсолнечной» точки достигает 690 градусов по шкале Кельвина, а температура ночной стороны планеты 111 градусов. Очень высокая температура дневного полушария планеты обусловлена тем, что, как показали радиолокационные наблюдения, период вращения Меркурия вокруг оси равен 58,65 суток, т. е. вращается он очень медленно, причем продолжительность дня на планете равна 88 сут., и за этот длительный день солнечные лучи сильно нагревают ее поверхность.

Длительность солнечных суток на Меркурии легко найти из следующих соображений. Меркурий обращается вокруг Солнца с периодом $P = 87,97$ суток, а вращается вокруг оси в том же направлении за $H = 58,65$ суток $= \frac{2}{3} P$. Угловая скорость его вращения $\psi = 360^\circ/H$, а угловая скорость обращения $\varphi = 360^\circ/P$. Разность $\psi - \varphi = 360^\circ/H - 360^\circ/P$ с течением времени накапливается и по прошествии одних солнечных суток S Меркурия становится равной 360° , т. е.

$$S \left(\frac{360^\circ}{H} - \frac{360^\circ}{P} \right) = 360^\circ,$$

или, после сокращения на 360° , получим

$$\frac{1}{S} = \frac{1}{H} - \frac{1}{P},$$

а так как $H = \frac{2}{3} P$, то $\frac{1}{S} = \frac{3}{2P} - \frac{2}{2P} = \frac{1}{2P}$, откуда длительность солнечных суток Меркурия

$$S = 2P = 2 \cdot 87,97 \text{ земных сут.} = 175,94 \text{ земных сут.} \approx$$

$$\approx 176 \text{ земных суток.}$$

Итак, солнечные сутки Меркурия длятся два его года! Целый меркурианский год, около 88 земных суток, на планете длится день и столько же — ночь.

§ 43. Венера

Условия наблюдений Венеры гораздо лучше, чем Меркурия; более удаленная от Солнца, она наблюдается на больших угловых расстояниях от него, чем Меркурий. Это хорошо известная «вечерняя звезда», которая украшает небо после захода Солнца. Она же и «утренняя звезда» в эпоху своей предрассветной видимости, в конце ночи, перед восходом Солнца. Ее поверхность скрыта от земных наблюдателей мощными слоями облаков, в которых нет просветов.

Подобно Луне и Меркурию, Венера имеет фазы; при тех положениях на орбите, когда Венера ближе всего к Земле, она обращена к нам темной, не освещенной солнечными лучами стороной. Зато в эти моменты могут наблюдаться крайне редкие явления — прохождения Венеры перед диском Солнца. Послед-

нее прохождение произошло в 1882 г., следующее же наступит 8 июня 2004 г. За ним последует прохождение 6 июня 2012 г., после чего придется ожидать очередного прохождения очень долго. Чем вызвана редкость этих явлений? На этот вопрос отвечает та же таблица III (с. 114). Для осуществления этого явления необходимо, чтобы Солнце, Венера и Земля расположились почти на одной прямой линии, а этому не благоприятствует наклонение орбиты Венеры, равное $3^{\circ}23'6''$. Прохождение произойдет, когда Венера и Земля одновременно оказываются на линии пересечения их орбит — линии узлов (или, по крайней мере, вблизи этой линии), а это происходит очень редко.

Прохождение Венеры по диску Солнца — интересное явление; в момент вступления темного диска планеты на блестящий диск Солнца становится видимым светлый ободок — светится освещенная лучами Солнца атмосфера планеты. Это явление было впервые обнаружено М. В. Ломоносовым 6 июня 1761 г. и правильно им истолковано, как следствие преломления лучей в атмосфере планеты. Итак, Венера имеет достаточно мощную атмосферу, в которой взвешены слои облаков.

На первых порах, еще до осуществления полетов космических аппаратов, были проведены наземные спектральные исследования химического состава венерианской атмосферы. Сравнивая спектр Венеры со спектром Солнца, выделяли дополнительные линии поглощения тех газов, которые присутствуют в атмосфере планеты. Таким образом, было показано, что основным химическим соединением, входящим в состав атмосферы Венеры, является углекислый газ CO_2 ; если собрать весь углекислый газ, расположенный в надоблачной области атмосферы планеты, в один слой при нормальном земном атмосферном давлении, то его толщина оказалась бы равной 3,2 км! Таким образом, мы вряд ли ошибемся, если будем называть атмосферу Венеры «углеродной». Свободного кислорода и водяных паров в венерианской атмосфере мало.

Тщательные спектральные исследования привели советского астронома В. И. Мороза к заключению, что углерод и кислород представлены изотопами ^{12}C , ^{13}C , ^{16}O и ^{18}O . Таким образом, формула CO_2 должна быть заменена такими: $^{12}\text{C}^{16}\text{O}_2$, $^{13}\text{C}^{16}\text{O}_2$ и $^{12}\text{C}^{16}\text{O}^{18}\text{O}$.

Кроме того, спектральные исследования, которые проводились специальными приборами при подлете межпланетных станций к Венере, показали, что у нее существует протяженная, очень разреженная водородная «корона».

Непосредственный, так сказать, «лабораторный», химический анализ состава атмосферы Венеры был произведен советскими космическими межпланетными станциями серии «Венера». Их спускаемые аппараты осуществляли этот анализ и сообщали результаты на Землю, посылая соответствующие радиogramмы! Так было установлено, что атмосфера Венеры состоит в основном из следующих газов: углекислого (97%), водяного пара около 0,05%, свободного молекулярного кислорода порядка 0,01% и молекуляр-

ного азота (около 3%). Обнаружены также очень малые количества инертных газов.

Но из чего же состоят венерианские облака? Этот вопрос окончательно не решен. Однако есть основания считать, что облака состоят из мелких капелек серной кислоты! Имеется, по видимому, также примесь аэрозолей, возможно, вулканического происхождения. С Земли мы видим планету укутанной плотным слоем облаков. На самом же деле, как показали непосредственные измерения прозрачности облаков, сделанные приборами, установленными на спускаемых аппаратах, облака полупрозрачны и их скорее надо считать туманом, дымкой. Можно было бы ожидать, что в состав облаков Венеры входит водяной пар. Однако это не так. Водяного пара в них очень мало, так что нет сомнения в том, что соседняя с Землей планета, как это ни странно, страдает дефицитом воды — факт, требующий объяснения.

Непростой оказалась и проблема определения температуры поверхности Венеры. Было распространено мнение, что под облаками расположены океанские просторы, а на материках развивается бурная тропическая растительность. Поэтому астрономы были очень удивлены, когда радиофизики, исследовав в мае 1956 г. тепловое радиополучение Венеры, установили, что его могла испускать поверхность планеты, нагретая до температуры порядка 600 градусов шкалы Кельвина. Так была впервые обнаружена необычайно высокая температура Венеры. Последующие непосредственные измерения температуры, произведенные спускаемыми аппаратами, позволили получить более точный результат.

Оказалось, что по мере углубления в венерианскую атмосферу температура газов повышается; в нижних слоях она возрастает на 10° при понижении на километр, достигая на поверхности планеты 747 кельвинов. А ведь при такой температуре начинается собственное «красное» свечение раскаленных металлов и даже плавление наиболее легкоплавких! Само собой разумеется, что никаких водных бассейнов при такой температуре быть не может. Одновременно с температурой возрастает и атмосферное давление — на поверхности планеты оно достигает 95 атмосфер!

В чем причина этих особенностей? Что способствует такому увеличению температуры и атмосферного давления? Разгадка оказалась весьма простой — углекислый газ и скудные водяные пары создают так называемый парниковый эффект. Он состоит в следующем. Как водяные пары, так и углекислый газ, прозрачны для солнечных лучей видимого участка спектра, от синих до красных, и активно поглощают инфракрасную часть спектра. Идущие от Солнца к поверхности планеты лучи проходят через ее атмосферу, в данном случае богатую углекислым газом (содержащую также в качестве примеси водяной пар), попадают на поверхность Венеры и нагревают ее. Нагретая поверхность планеты излучает в инфракрасной части спектра и притом тем сильнее, чем больше она нагрета. Молекулы углекислого газа и водя-

ных паров, как мы уже сказали, способны поглощать это излучение и тем самым способствовать нагреванию атмосферы. Вот этот «парниковый» эффект и явился причиной чрезвычайного повышения температуры поверхности и нижних слоев атмосферы Венеры. Аналогичные явления происходят и в земной атмосфере, но здесь роль углекислого газа (которого в ней мало) играет слой озона, менее обильный.

Изучение свойств венерианской атмосферы и ее сравнение с земной позволяет установить и второе важное ее отличие. Можно подсчитать общую массу вещества, входящего в состав атмосферы. Так вот, оказывается, что общая масса атмосферы Венеры во много раз превосходит массу атмосферы земной!

Но данным, доставленным спускаемыми аппаратами, облачный слой Венеры не доходит до поверхности планеты, а занимает пространство между высотами от 48 до 72 км. Потому представляло значительный интерес исследование распределения электрических зарядов на этих высотах. На спускаемых станциях «Венера-11 и 12» были установлены такие аппараты, которые могли регистрировать электрические разряды и действительно отметили их.

Не менее удивительны результаты радиолокационных исследований Венеры. Анализ формы отраженного поверхностью Венеры сигнала привел к заключению, что планета очень медленно вращается вокруг оси, которая почти перпендикулярна к плоскости ее орбиты. Ось направлена в точку, расположенную в созвездии Дракона, с координатами $\alpha = 269^\circ$, $\delta = +67^\circ$. Один оборот вокруг оси она совершает по часовой стрелке за время $H = 243,16$ земных суток, в то время как орбитальный период обращения вокруг Солнца $P = 224,70$ суток. Из этих данных нетрудно вычислить продолжительность S венерианских солнечных суток по той же формуле, что и для Меркурия (см. § 42), но только вместо разности $1/H$ и $1/P$ необходимо взять их сумму, так как вращение и обращение планеты противоположны по направлению. Следовательно,

$$\frac{1}{S} = \frac{1}{H} + \frac{1}{P} = \frac{P+H}{H \cdot P},$$

откуда

$$S = \frac{H \cdot P}{P + H} = \frac{243,16 \cdot 224,70}{224,70 + 243,16} =$$

$$= 116,78 \text{ земных суток} \approx 117 \text{ земных суток.}$$

Таким образом, продолжительность как дня, так и ночи на Венере близка к 58 земным суткам.

Напомним, что поверхность Венеры скрыта от нас непрозрачными облаками. Надо было найти способы исследования этой невидимой и потому загадочной соседней планеты.

Конечно, самый прямой и совершенный способ — посадка на планету передающей телевизионной станции, которая передала бы земным наблюдателям «картину», которую она «увидит» на

планете. Несмотря на огромные трудности осуществления этого смелого эксперимента, именно он был избран советскими учеными для решения поставленных задач. Остановимся вкратце на тех трудностях, которые были успешно преодолены, притом неоднократно.

Направляя в дальний полет космический аппарат надо было «попасть в цель», т. е. доставить аппарат «Венера» не в окрестности планеты, а в ее атмосферу. Для этого надо было прежде всего уточнить наши сведения об орбите Венеры. Здесь велика заслуга советских астрономов, занимающихся изучением законов движения планет — «небесных механиков». Их работа была отмечена Государственной премией 1982 г. Именно они указывали тем, кто управлял с Земли движением космического аппарата, надо корректировать его движение для достижения цели. Практическая проверка созданной ими теории движения планеты вокруг Солнца показала, что она в 100 раз точнее ранее существовавшей!

После преодоления огромного расстояния, отделяющего планету от Земли, начинается следующий этап полета: отделение спускаемого аппарата от орбитального и самостоятельный его спуск на длительном участке торможения со смешными парашютными системами, понижающими его скорость. Орбитальный же аппарат работает теперь как ретранслятор, помогающий держать связь с Землей.

На участке спуска начинают работать многие приборы по заранее подготовленной программе; результаты проводимых экспериментов передаются на Землю по кодированной радиосвязи. Наконец, наступает момент посадки на твердую поверхность Венеры. Включаются другие приборы, в том числе специально сконструированные телевизионные камеры, передающие на Землю (через ретранслятор) изображения окружающей местности. Такие снимки поверхности Венеры, на которых видны участки усыпанной камнями пустынной местности, были приняты в земных лабораториях от четырех спускаемых аппаратов (СА): от СА станций «Венера-9 и 10» в октябре 1975 г. и от СА станций «Венера-13 и 14» в марте 1982 г. Особенно интересными оказались панорамы, переданные телевизионной установкой «Венеры-14»: до самого горизонта простирается равнина (может быть, сипоп), покрытая палагающимися друг на друга памятниками (рис. 82). Специальное устройство пробурело грунт поверхности планеты до глубины 30 мм, вырезало из него кубический сантиметр твердой породы и перенесло его в специальную камеру для исследования его физико-химических свойств.

К сожалению, работа этих изумительных лабораторий длится не больше одного-двух часов. По истечении этого короткого промежутка времени высокая температура окружающей среды (740 К) выводит приборы из строя.

Есть еще один способ исследования поверхности Венеры — радиолокационный. Для радиоволн облака Венеры прозрачны. Од-

нако радиолокационный обзор планеты невыгодно производить с помощью установок, помещенных на Земле, так как отраженные планетой сигналы невероятно ослаблены из-за ее удаленности. Поэтому радиостанция устанавливается на орбитальной станции,

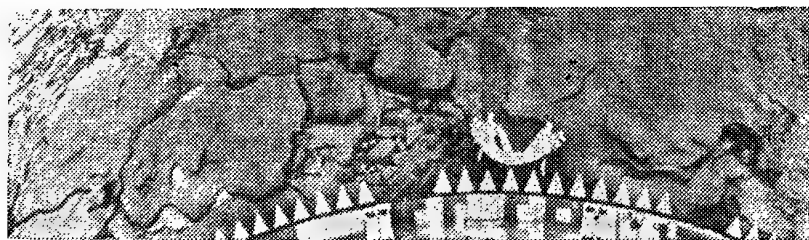


Рис. 82. Поверхность Венеры в окрестностях места посадки аппарата «Венера-14».

движущейся вокруг Венеры в качестве ее искусственного спутника. С помощью радиолокатора получены подробные карты большей части поверхности Венеры с довольно большим разрешением. Для наглядности создан глобус Венеры, детали которого изображены на рис. 83. Самый высокий объект на Венере — горы Максвелла — на 8 км выше окружающего их плоскогорья — Земли

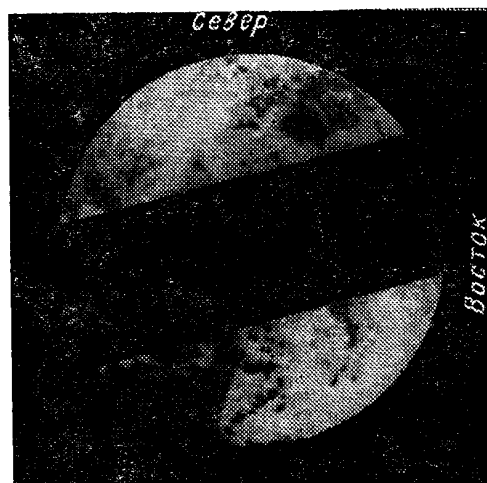


Рис. 83. Глобус Венеры по данным радиолокации с борта спутника «Пионер — Венера».

Иштар, которое само на 4—5 км выше самых глубоких впадин поверхности Венеры. В октябре 1983 г. на орбиту искусственных спутников Венеры были выведены советские станции «Венера-15»

и «Венера-16», производившие радиолокационное исследование поверхности планеты.

Как и на Меркурии, на Венере имеются кольцевые кратеры весьма больших диаметров, но в меньшем количестве, и в данном случае мы сталкиваемся с еще одной загадкой. Если эти кратеры, так же как меркурианские или лунные, возникли в результате метеоритной бомбардировки планеты, то становится непонятным, как могли достигнуть поверхности Венеры метеориты при такой высокой плотности ее атмосферы?

Внешнее сходство Венеры и Земли по размерам, массе, плотности вещества, служило основанием для того, чтобы называть их «планетами-близнецами». Однако теперь, после того, как мы поближе узнали природу Венеры, это утверждение потеряло свою силу. Различия между обеими планетами столь существенно, что о его причинах надо поговорить особо. По-видимому, это различие возникло очень давно и причина его имеет эволюционный характер. Допустим, что давным-давно, примерно 3 миллиарда лет назад, молодая Венера и столь же молодая Земля, имели в среднем одинаковый химический состав, в частности, обладали почти одинаковым количеством воды. Однако на Венере было гораздо теплее, так как она ближе к Солнцу. Потому вода была в ее атмосфере в виде водяного пара, тогда как на Земле она заполняла впадины, образуя моря и океаны. Водяной пар, насыщавший венерианскую атмосферу, способствовал возникновению мощного (описанного выше) парникового эффекта, который мог поднять температуру поверхности планеты до 1500 К, что привело бы к плавлению твердой коры. При высокой температуре водяной пар диссоциирует, т. е. его молекулы распадаются на атомы водорода и кислорода, и водород, при высоких скоростях теплового движения, покинул планету и рассеялся в мировом пространстве. Такая гипотеза весьма правдоподобна. Во всяком случае «водяной дефицит» определяет дальнейшую историю Венеры.

Казалось бы, что любителю астрономии, после столь успешных разносторонних исследований и смелых космических экспериментов, нечего наблюдать на Венере. Однако это не так. Все же осталось еще одно загадочное явление, которое можно наблюдать при скромных инструментальных средствах и за которым стоит внимательно и достаточно систематически следить. Мы говорим о наблюдениях поверхности Венеры сквозь светофильтры.

На снимках Венеры, сделанных на специальных фотоластинках сквозь красный светофильтр, вся облачная оболочка планеты оказывается равномерно залитой светом, и на ней нельзя обнаружить каких-либо деталей. На снимках же, полученных сквозь ультрафиолетовый светофильтр, четко видны ряды светлых облаков, отделенные друг от друга темными просветами (рис. 84). Эти наблюдения можно истолковать так: в ультрафиолетовых лучах мы наблюдаем детали облачной структуры верхних слоев атмосферы планеты, а в красных лучах видны нижние, более глубокие и более плотные, равномерно освещенные массы вене-

рианских облаков. Таким образом, в атмосфере Венеры, так же как в земной, наблюдается стратификация облаков различных ярусов. В нижнем ярусе располагаются более плотные облака (хотя они больше похожи на дымку), а в верхнем — перистые. И что самое любопытное и важное, что установлено наблюдениями за движением этих высоких слоев облаков, — они быстро дви-



Рис. 84. Облачный слой Венеры.

жутся со скоростями порядка 100 м/с в сторону, обратную направлению вращения Венеры. Вот почему можно рекомендовать систематически наблюдать Венеру фотографически сквозь ультрафиолетовый светофильтр, или визуалью — сквозь синий. Если новые наблюдения подтвердят реальность этих движений, то это будет означать, что верхние слои атмосферы Венеры обращаются вокруг планеты за четверо суток.

Большой интерес для изучения свойств атмосферы планеты представляют наблюдения редких явлений покрытия звезд Венерой. Описание явления и особенно определе-

ние точных моментов времени исчезновения и появления звезды, скрываемой диском планеты, дают ценные сведения о распределении плотности в верхних слоях ее атмосферы. Более подробные сведения о Венере можно найти в книге А. Д. Кузьмина и М. Я. Марова «Физика планеты Венера» (Москва, «Наука», 1974) и в статье Л. В. Ксанфомалити «Поверхность Венеры» (Земля и Вселенная, № 1, 1982).

§ 44. Марс

Марс — четвертая от Солнца и первая верхняя относительно Земли планета Солнечной системы. Лучшее время для его наблюдений — эпоха противостояния. Орбита Марса, как это видно из таблицы III — эллипс со значительным эксцентриситетом; поэтому не всякое противостояние одинаково благоприятно для наблюдений. При орбитальном движении Марса его расстояние от Солнца изменяется и становится наименьшим, когда планета проходит перигелий. Если в это время произойдет противостояние, то

расстояние между планетой и Землей достигнет наименьшего из возможных значений — 56 млн. км. Такое противостояние называется великим. Противостояния Марса происходят примерно через два года, но великие противостояния повторяются через 15—17 лет.

Однако для нас, обитателей северного полушария, эпоха великого противостояния Марса не является лучшей порой для наблюдений. К сожалению, орбиты Марса и Земли так расположены

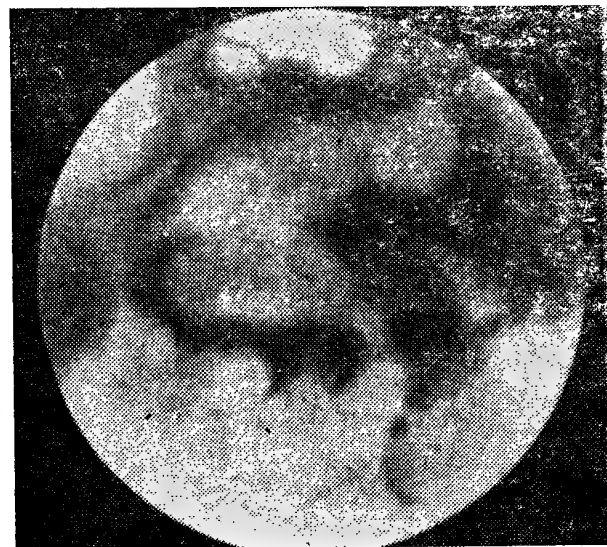


Рис. 85. Общий вид Марса.

в пространстве, что в эпохи великих противостояний Марс имеет отрицательное склонение и поэтому виден на небольшой высоте над горизонтом. Зато в это время Марс успешно наблюдается в южном полушарии Земли.

Итак, допустим, что наступила эпоха противостояния и мы хорошо подготовились к визуальным наблюдениям, для которых нужен телескоп, допускающий минимум 150-кратное увеличение. Кроме того, наблюдения надо проводить в те ночи, когда земная атмосфера наиболее спокойна и изображения Марса не размываются токами воздуха и не дрожат.

Мы увидим, что большая часть поверхности планеты занята оранжевыми «материками», которые придают Марсу красноватый цвет, выделяющий его среди других планет. Несколько меньшую часть поверхности Марса занимают темные зеленоватые «моря» (рис. 85). На рисунке хорошо видна южная полярная шапка (она расположена вверху, так как телескоп переворачивает изображение), но вторая, северная полярная шапка (диа-

метрально противоположная южной) не видна, так как она скрыта от нас шарообразной поверхностью планеты. Бывают и такие положения Марса и Земли на орбитах, когда видны обе полярные шапки или только одна северная.

Пронаблюдая поверхность Марса в течение нескольких часов, мы заметим перемещение всех деталей поверхности, вызванное вращением планеты. Один оборот вокруг оси Марс совершает за 24 ч. 37 м. 23 с., а длительность марсианских солнечных суток равна 24 ч. 39 м. 29 с. Ось вращения наклонена к плоскости орбиты под углом $65^{\circ}04'$, почти так же, как земная ($66^{\circ}34'$). Наклон оси — причина смены времен года; так как «год» Марса длится 687 земных суток, то и длительность марсианских времен года почти в два раза больше земных.

Если наблюдать поверхность Марса систематически, на протяжении хотя бы нескольких недель, то легко заметить сезонные изменения размеров полярной шапки: по мере наступления летних дней полярная шапка уменьшается — замерзшее вещество постепенно тает. Однако таяние полярной шапки явление, как оказывается, не простое. Если полярные шапки Земли образованы льдом и снегом и химический состав их вещества однороден, то о полярных шапках Марса этого сказать нельзя. Оказывается, что в атмосфере Марса очень мало водяного пара и много углекислого газа (CO_2). При низких температурах образуется конденсат CO_2 , выпадающий в зимнее время на поверхность планеты. При повышении температуры он испаряется и переходит в газообразное состояние. Что же касается водяного льда, то он сохраняется, и в самый разгар марсианского лета, когда полярная шапка сокращается до минимальных размеров, мы видим остаточную полярную шапку, состоящую из замерзшей воды.

Наиболее ценные и подробные сведения о деталях поверхности Марса переданы межпланетными автоматическими станциями и аппаратами, опустившимися на планету. Множество прекрасных снимков поверхности Марса послужило основой для построения подробной карты большей части планеты. На Марсе обнаружено несколько вулканических гор, имеющих огромные размеры. Так, например, крупнейший из вулканов, получивший название Олимп, имеет высоту, достигающую 25 км, а диаметр его основания равен 600 км. Очень многоисленные детали марсианской поверхности — кольцевые горы самых разнообразных размеров, иногда с центральными горками, иногда без них. Они сходны с лунными и меркурианскими кратерами.

Обнаружены и некоторые чрезвычайно интересные образования, такие, например, как грандиозный разлом коры Марса, получивший название Копрат. Ширина его достигает 120 км, глубина около 6 км, а протяженность 4000 км (рис. 86). С боков от него отходит множество извилистых оврагов, напоминающих русла рек. Другой примечательный объект представлен на рис. 87. На снимке в малом масштабе видно темное пятно, а на снимке в более крупном масштабе — ряды параллельных дюн!

Цветные изображения окрестностей места посадки были переданы с Марса спускаемыми аппаратами «Викинг». На этих снимках (рис. 88) видна пустынная красноватая поверхность, усеянная множеством камней разнообразных размеров и кучами песка, занесенного ветром *). Небо Марса желтое, по-видимому, также от взвешенной пыли. Специальная аппаратура, установленная на



Рис. 86. Грандиозный разлом коры Марса.

«Викингах», произвела химический анализ марсианского грунта. Оказалось, что грунт Марса содержит много железа, кремния и кальция. Красноватый цвет планеты — результат окисления железосодержащего грунта.

Чтобы получить представление о физических условиях на планете, необходимо знать температуру ее поверхности и свойства ее газовой оболочки — атмосферы. Теперь надежно установлено, что климат Марса суровый, в среднем температура его поверхности гораздо ниже нуля Цельсия и только вблизи полудня в

*) Более подробное описание поверхности Марса можно найти в книгах: Броуштан В. А. Планета Марс.— М.: Наука, 1977; Мороз В. И. Физика планеты Марс.— М.: Наука, 1978; Новое о Марсе.— М.: Мир, 1974.

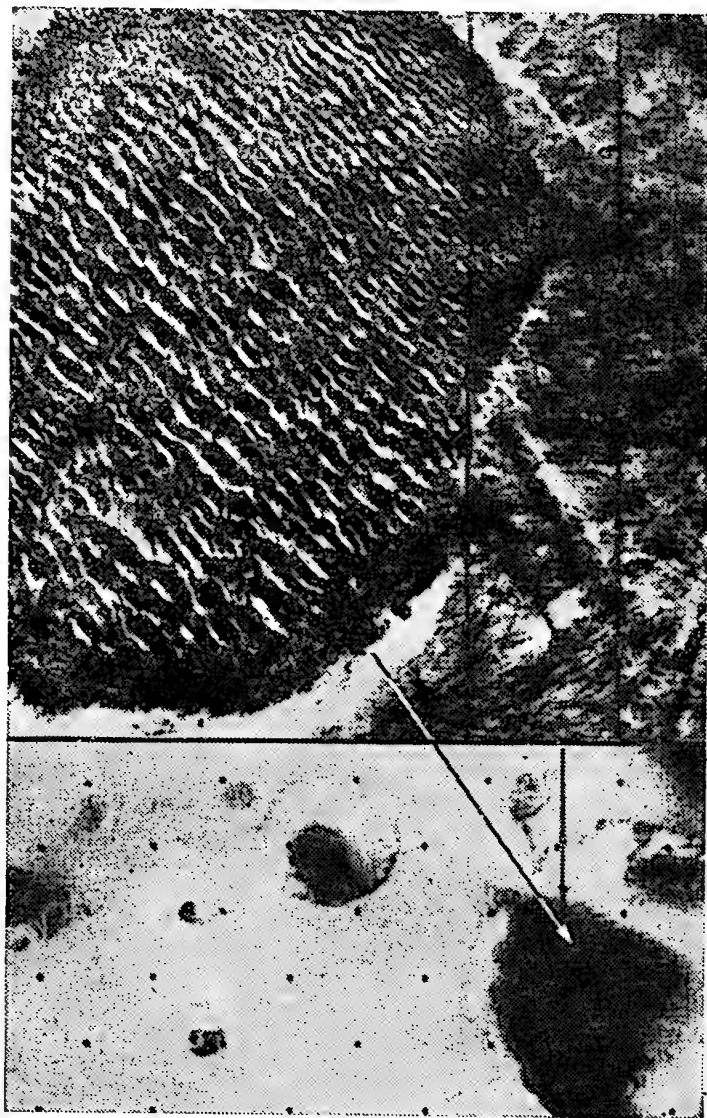


Рис. 87. Область на Марсе, покрытая грядками дюн.

экваториальной зоне температура ненадолго поднимается выше нуля.

Столь же неутешительны и свойства марсианской атмосферы. Она на 95% состоит из углекислого газа и необычайно разрежена. У поверхности планеты атмосферное давление составляет всего лишь около 0,01 атм!

Несмотря на разреженность марсианской атмосферы, в ней возникают ураганы, поднимающие тучи пыли, которая может



Рис. 88. Ландшафт Марса в месте посадки спускаемого аппарата «Викинг-2».

неделями находиться во взвешенном состоянии, замутняя атмосферу и создавая непрозрачную пелену. В частности, пылевые бури Марса — подходящий объект для любительских зарисовок, которые могут принести определенную пользу.

Сопоставление всех известных данных о Марсе создает впечатление о безжизненной планете. В то же время на поверхности Марса видны следы прошлых эпох, свидетельствующие о более высокой температуре и более плотной атмосфере, а также, возможно, о присутствии на планете воды.

Остается сказать, что вокруг Марса движется два естественных спутника — Фобос и Деймос, что означает «Сграх» и «Ужас»; ведь Марс — античный бог войны. Эти маленькие небесные тела находятся столь близко к планете, что их очень трудно заметить. Они были открыты выдающимся американским астрономом Асафом Холлом в 1877 г. Ближайший к Марсу спутник, Фобос, отстоит от центра планеты на 9400 км и обращается в прямом направлении за 7 ч. 39 м. 14 с., т. е. за один сутки Марса он обогает вокруг планеты более трех раз. Поэтому находящийся на планете наблюдатель видел бы Фобос восходящим на западе и заходящим на восточной стороне неба. Второй спутник, Деймос, отстоит от центра Марса на 23500 км и совершает один оборот вокруг планеты за 30 ч. 17 м. 55 с.

Спутники Марса имеют неправильную форму и очень малы. Размеры Фобоса составляют 19 км × 21 км × 27 км, а Деймоса

11 км × 12 км × 15 км. Это крохотные небесные тела, сравнимы с небольшими астероидами.

Благодаря созданию искусственных спутников Марса, мы узнали о Фобосе и Деймосе много удивительного. Этому способствует то обстоятельство, что искусственные спутники обращаются вокруг Марса примерно на тех же высотах, что и Фобос и Деймос. Так, например, удалось сфотографировать поверхность Деймоса с расстояния 23 километров! Оказалось, что поверхность Фобоса покрыта не только кратерами, но и бороздами, почти параллельными друг другу (рис. 89). Глубина борозд от 20 до 30 м.

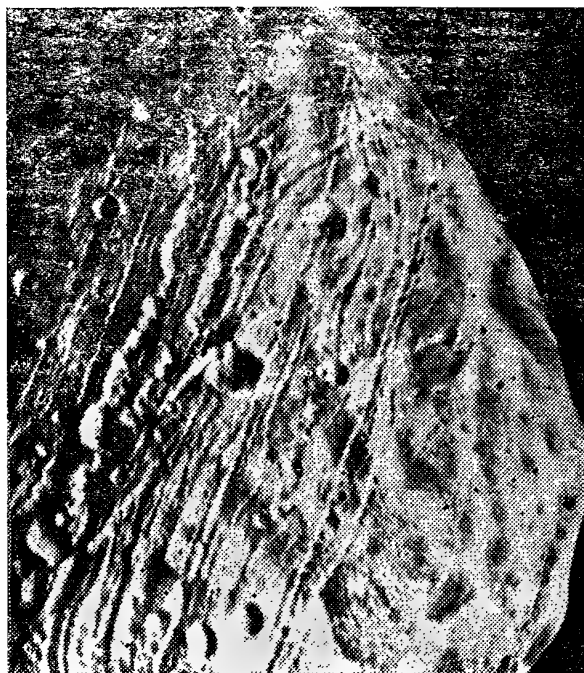


Рис. 89. Поверхность Фобоса. Видны кратеры и узкие бороздки.

ширина от 100 до 200 м. Эти борозды связаны с наибольшим на Фобосе кратером, названным Стикки, в честь жены Асафа Холла. Они как бы веером расходятся из точки, диаметрально противоположной этому кратеру. По-видимому, кратер Стикки образовался очень давно в результате мощного удара при столкновении Фобоса с другим небесным телом. Возникшие в теле Фобоса ударные волны породили и эти борозды.

Второй спутник Марса, Деймос, обладает более сглаженным рельефом поверхности. Наибольший кратер имеет диаметр около двух километров. На снимке, полученном с расстояния в 23 км, видно очень много мелких кратеров, свидетельствующих о том,

что метеоритная бомбардировка, которой подвергался Деймос, оставила на его поверхности неизгладимые следы.

Некоторые астрономы считают, что спутники Марса — это захваченные его притяжением астероиды. Другие же полагают, что они образовались одновременно с Марсом.

§ 45. Юпитер и его система

Юпитер — самая большая планета Солнечной системы. Его объем в 1310 раз больше объема Земли, а масса превышает массу нашей планеты в 318 раз. Средняя плотность вещества Юпитера составляет 1,33 г/см³, что в четыре раза меньше плотности Земли. Ускорение силы тяжести на поверхности Юпитера в 2,60 раза превосходит земное, а скорость улетучивания равна 60,4 км/с.

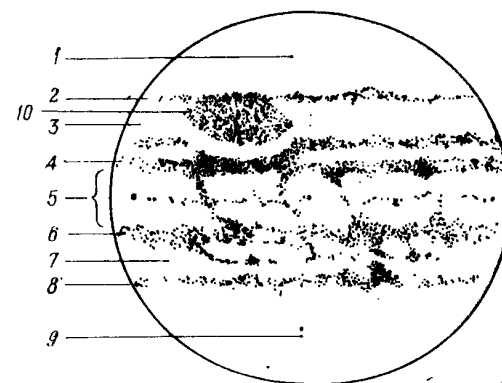


Рис. 90. Полосы и зоны Юпитера. 1 — южная полярная шапка; 2 — южная умеренная полоса; 3 — южная тропическая зона; 4 — южная тропическая полоса; 5 — экваториальная зона; 6 — северная тропическая полоса; 7 — северная тропическая зона; 8 — северная умеренная полоса; 9 — северная полярная шапка; 10 — Красное пятно.

Это в значительной степени определяет строение и состав его атмосферы. В спектре Юпитера видны полосы поглощения метана CH_4 и аммиака NH_3 . В красной и инфракрасной областях спектра видны полосы поглощения молекулы водорода H_2 . Вероятно, присутствуют также гелий и неон. Кроме того, заметны слабые следы поглощения углекислого газа, так что газообразного CO_2 в атмосфере Юпитера мало.

Достаточно взглянуть на Юпитер даже в небольшой телескоп, чтобы увидеть на нем темные полосы и светлые зоны. Это — внешняя граница облаков, взвешенных в протяженной атмосфере планеты. Достаточно двух-трех часов наблюдений, как будет обнаружено осевое вращение Юпитера: картина его поверхности быстро изменится. Он вращается вокруг оси очень быстро; экваториальная зона совершает полный оборот за 9 ч. 50 м., в то время как далекие от экватора области — за 9 ч. 55 м. Ось вращения планеты почти перпендикулярна к плоскости орбиты.

Каждая из полос и зон имеет свое название; эти названия приведены на рис. 90.

Различие в периодах осевого вращения разных полос и зон свидетельствует о том, что мы наблюдаем внешние слои облаков, а не твердую поверхность планеты.

В южном полушарии планеты, на границе южной тропической зоны находится знаменитое «Красное пятно», которое систематически наблюдается уже несколько десятилетий; то оно становится интенсивным, то ослабевает и почти сливается с окружающим светлым фоном облаков (рис. 91).



Рис. 91. Красное пятно и окружающие его облака.

Красное пятно — загадочное образование. Период его вращения вокруг оси планеты хотя и близок к 6 час., но не остается постоянным. Если у Юпитера под облачными слоями есть твердая поверхность, то Красное пятно не сохраняет своего положения

по отношению к ней. Возможно, что это устойчивый атмосферный вихрь, всплывающий и погружающийся, вследствие чего изменяется период его вращения. Фиксация положения Красного пятна, при одновременной регистрации моментов наблюдений, после накопления данных за длительный промежуток времени, может дать ценный материал для суждения о его природе.

Поверхность Юпитера можно фотографировать, но тщательно выполненные рисунки могут дать даже более богатую информацию, чем фотоснимки.

При подготовке к визуальным наблюдениям надо заготовить контур диска Юпитера. В результате быстрого осевого вращения Юпитер сплюснут вдоль оси вращения, поэтому полезно приготовить из картона шаблон в виде овала со сжатием $1/16$, а затем, положив шаблон на бумагу, обвести его карандашом. Для изготовления шаблона нужно нарисовать две взаимно перпендикулярные оси, одну горизонтальную, а другую вертикальную, и пометить на них четыре точки на расстояниях, равных 2,5 мм от точки пересечения осей. Соединив эти точки отрезками прямых линий, получим квадрат (рис. 92). Продолжив стороны квадрата, разделим координатную плоскость на части. Для того чтобы нарисовать верхнюю дугу контура, устанавливаем ножку циркуля в нижнюю вершину квадрата и описываем дугу окружности AB радиусом, равным 26 мм. Для получения дуги CD производим ту же самую операцию, с тем же радиусом окружности, но с центром в верхней вершине квадрата.

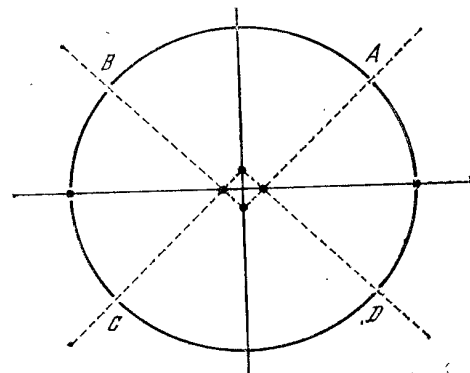


Рис. 92. Способ вычерчивания шаблонного диска для наблюдений Юпитера и Сатурна.

Для получения части BC проводим дугу окружности радиусом 22,5 мм из центра, находящегося в левой вершине квадрата. Далее строим часть DA тем же радиусом, но с центром в правой вершине квадрата. Конечно, мы не получили точной фигуры эллипса, но эти четыре дуги окружностей с успехом ее заменят. Вырезав полученную фигуру, изготовленную из плотного картона, мы получаем нужный нам шаблон. Заготовив рисунок контура диска планеты, можно приступить к наблюдениям.

На заготовленном контуре должны быть отмечено положение большой оси эллипса. Это поможет нарисовать узкую, еще различимую полосу, идущую вдоль экватора. Оценив в долях малого диаметра эллипса положения границ полос, наносим их на рисунок. Это даст представление о ширине полос и зон в данный

момент. Затем уже легко нарисовать сами полосы, обратив особое внимание на правильное изображение по возможности всех деталей — утолщений, выступов, «залитов», выемок... Совершенно обязательно отметить момент времени наблюдений, а сам процесс создания рисунка должен занимать не более 10—15 минут: нельзя забывать о быстром вращении планеты.

Полезно отмечать цвет полос и оценивать их яркость по условной шкале, считая, что светлые экваториальные области соответствуют баллу нуль, а самые темные — баллу 5. Установлено, что интенсивность полос изменяется со временем, и, по-видимому, это явление связано с изменением солнечной активности. При наблюдениях полезно применять светофильтры.

Как совместить два рисунка, сделанных в различные моменты времени? Мы видели, что периоды вращения различных зон зависят от ювиграфической широты *). Следовательно, если две какие-либо детали находятся в данный момент на одном меридиане, то в дальнейшем они будут располагаться на разных меридианах. Коль скоро лучше всего изображаются на рисунках экваториальные части планеты и области с умеренными широтами, введены две системы отсчета долготы. В первой системе, экваториальной, принимается период вращения, равный 9 ч. 50 м. 30,003 с., а во второй, относящейся к средним широтам, — 9 ч. 55 м. 40,632 с. Следовательно, при составлении единой карты поверхности облачного слоя Юпитера приходится обрабатывать экваториальные и умеренные области раздельно.

Вспомогательные величины, необходимые для обработки рисунков Юпитера, приводятся в астрономических календарях на текущий год, а инструкция — в Постоянной части Астрономического Календаря и в книге В. А. Бронштена «Планеты и их наблюдение».

Юпитер более чем в пять раз дальше Земли от Солнца, а потому солнечные лучи в 27 раз слабее согревают его поверхность, чем поверхность Земли, что приводит к крайне низкой температуре атмосферы и облачного слоя Юпитера. Измерения температуры Юпитера, проведенные в 1973 г. межпланетной станцией «Пионер-10», показали, что она близка к -130°C . Поэтому верхний слой облаков Юпитера состоит, по-видимому, из сжиженного аммиака и даже из твердых аммиачных частиц.

Итак, мы закончили описание тех явлений, которые можно наблюдать при помощи скромных инструментальных возможностей. Наши знания о Юпитере и телах, образующих его систему, существенно пополнились после развития радиоастрономии и полетов космических аппаратов. Скажем о главнейших результатах этих современных исследований.

В 1956 г. было открыто тепловое радиоизлучение Юпитера, вызванное движением заряженных частиц в атмосфере планеты.

*) Координаты на поверхности Юпитера называются ювиграфическими.

Это излучение возникает в глубинных слоях ее газовой оболочки и имеет длину волны 3 см. Позднее было обнаружено нетепловое излучение, которое порождается электронами, тормозящими в магнитном поле Юпитера и его радиационных поясах, аналогичных земным (см. рис. 74), но гораздо более мощных. Кроме того, в атмосфере происходят радиовсплески с длиной волны от 4 до 85 м, которые пытались объяснить грозowymi разрядами

Таблица VI

Данные о пяти спутниках Юпитера

Номер	Название	Звездная величина	Расстояние от планеты, тыс. км	Период обращения, сут	Диаметр, км	Масса в сравнении с лунной массой	Плотность, г/см ³	Скорость вращения, км/с	Альбедо
V	Амальтея	13,0	181	0,50	160	6×10^{-3}	2,8	1,4	0,54
I	Ио	4,8	422	1,77	3640	1,21	3,19	2,34	0,54
II	Европа	5,2	671	3,55	3130	0,66	3,03	2,03	0,73
III	Ганимед	4,5	1069	7,15	5280	2,02	2,35	2,92	0,34
IV	Каллисто	5,5	1881	16,69	4840	1,44	1,6	2,24	0,15

в атмосфере Юпитера. Во всяком случае, теперь мы знаем, что в окрестностях гигантской планеты происходят бурные движения зарядов, и можно считать установленным, что они обусловлены влиянием ближайшего к Юпитеру его крупного спутника Ио, который может их ускорять.

Наземными наблюдениями установлено, что «радиодиск» Юпитера по размерам во много раз превосходит его видимый оптический диск.

Система Юпитера состоит из многих спутников и охватывающего планету кольца. Помимо четырех галилеевых спутников, которые можно наблюдать в бинокль (см. табл. VI), обнаружено еще 12. Сведения о пятом, ближайшем к Юпитеру спутнике — Амальтее — также включены в табл. VI. Данные об остальных 11 спутниках помещены в табл. VII, из которой видно, что эти спутники — «лиллипуты», чьи диаметры меньше сотни км. По-видимому, это захваченные притяжением Юпитера астероиды.

Четыре спутника Юпитера, которые по своим размерам сравнимы с Луной, были исследованы автоматическими межпланетными станциями в 1974 и 1979 гг.; они оказались очень интересными и, как это ни удивительно, непохожими друг на друга.

Наиболее активную роль играет ближайший к Юпитеру (не считая Амальтеи) спутник Ио. Спектральный анализ эмиссионных линий показал, что Ио имеет атмосферу, в которую входят натрий, калий и сера. На снимках поверхности Ио, полученных с близкого расстояния, видно много деталей, среди которых имеются большие действующие вулканы!

Вулканическая деятельность характерна только для Ио. На остальных, более далеких от Юпитера, спутниках тоже видны

Таблица VII

Малые спутники Юпитера

Номер спутника	Название	Среднее расстояние от Юпитера, тыс. км	Период обращения вокруг Юпитера, сутки	Радиус, км
	Внешний край кольца	126,0	0,29	—
XVI	1979 J 3	128,1	0,29	меньше 12
XIV	1979 J 1	128,6	0,29	меньше 20
XV	1979 J 2	220,8	0,67	около 40
XIII	Амалтея	11110	240,0	около 7
VI	Гималия	11470	250,6	85
X	Лизистея	11710	260,0	около 16
VII	Эвара	11740	260,1	40
XII	Аланке	20700	617,0	около 15
XI	Карме	22350	692,0	около 20
VIII	Насифе	23300	735,0	около 23
IX	Синопе	23700	758,0	около 18

кратеры, по-видимому, метеоритного происхождения. Спутники Европа и Ганимед покрыты льдом, вероятно, водяным (рис. 93). Поверхность спутника Каллисто покрыта кратерами гораздо «плотнее», чем поверхности других спутников. Самый маленький из больших спутников, Амалтея, оказался весьма вытянутым: одна из осей в два раза длиннее другой *).

Иногда наблюдается прохождение спутников перед диском планеты. Особенно интересно следить за темным пятном тени, которую спутник отбрасывает на поверхность Юпитера. Черпоту этой тени принимают за балл, равный шести.

В системе Юпитера происходят затмения спутников. При некоторых положениях на орбите спутник заходит в тень, отбрасываемую планетой. Тогда его блеск резко ослабевает, и спутник становится невидимым. Затмения хорошо наблюдаются, когда планета близка к квадратуре (см. § 37). Напомним, что затмения спутников Юпитера сыграли в истории науки выдающуюся роль. Олаф Рёмер открыл конечность скорости распространения света, изучая запаздывание затмений спутников по сравнению с предвычисленными моментами. Галилей предлагал морякам проверять часы по затмениям спутников Юпитера и определять долготу корабля в море. Одно время этот способ применялся.

Теперь мы несколько забежим вперед и опишем те события, которые предшествовали еще одному крупному открытию в семействе Юпитера. Профессор Киевского университета С. К. Все-

*) Подробное описание спутников Юпитера см. в книге Б. И. Сидни и А. «В мире множества лун» (М.: Наука, 1982).

вятский посвятил много времени и усилий изучению проблемы происхождения комет, в частности, короткопериодических. На основании многочисленных и многолетних наблюдений он установил, что блеск каждой кометы, после очередного прохождения через перигелий, систематически ослабляется. Приближаясь к Солнцу, она выбрасывает в мировое пространство большое количество

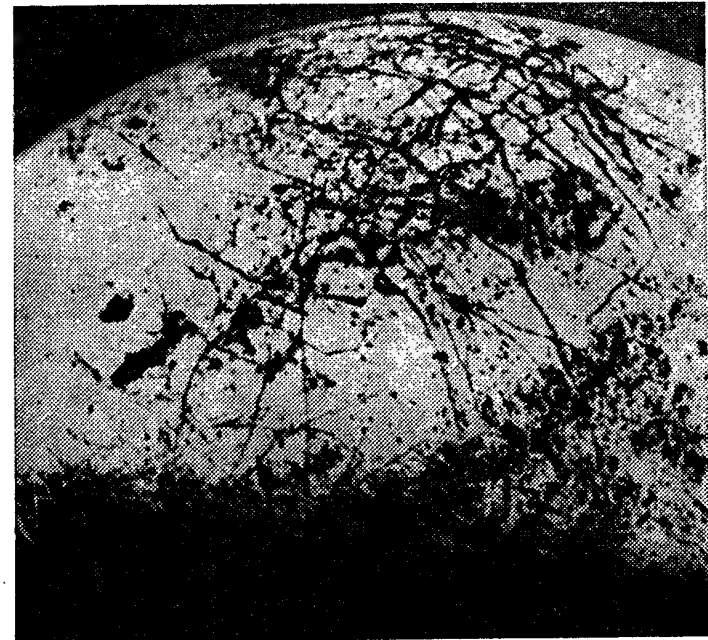


Рис. 93. Снимок поверхности спутника Юпитера Европы; отчетливо видны трещины в ледяной поверхности спутника.

вещества, и это приводит к более или менее быстрому ее распаду. Уже наблюдались случаи исчезновения некоторых комет. Но откуда берутся новые, ранее не наблюдавшиеся кометы?

Гипотеза С. К. Всежевского такова: так как афелии орбит короткопериодических (скорее распадающихся) комет лежат вблизи орбиты Юпитера, то можно предположить, что эти кометы рождаются в гипотетическом кольце, окружающем Юпитер, а вещество для этого кольца поставляют извержения спутников.

В то время, когда высказывалась эта гипотеза, никто не подозревал, что спутник Ио покрыт мощными вулканами, над которыми действительно наблюдаются выбросы материи, вздымающиеся на высоту в 300 км и выше!

Эта гипотеза была выдвинута в 1960 г. и опубликована во многих журналах, так что она была хорошо известна. И вот, американский космический аппарат «Вояджер 1» в марте 1979 г. полу-

чил снимки кольца Юпитера. Оно имеет ширину, равную 8700 км, толщину около 30 км и простирается от поверхности планеты до расстояния в 57 000 км. Полный оборот вокруг планеты кольцо совершает за 7 часов. Это скопление мелких частиц.

§ 46. Сатурн и его система

Сатурн выделяется среди других планет своими тонкими и широкими кольцами, состоящими, как теперь выяснено, из мелких каменных глыб, покрытых льдом и снегом.

Сам Сатурн по своим основным характеристикам мало отличается от Юпитера. Это тоже планета-гигант. По объему он в 750 раз больше Земли, а по массе в 95 раз превосходит Землю. Из этих чисел следует, что средняя плотность его вещества $0,70 \text{ г/см}^3$. Это указывает на то, что его атмосфера гораздо плотнее атмосферы Юпитера. В глубине планеты скрыто плотное ядро.

Поверхности Сатурна мы не видим, а наблюдаем только внешние слои его облачного покрова. Подобно Юпитеру Сатурн вращается не как одно целое. Появляющиеся на Сатурне пятна, — светлые облака, — показывают, что экваториальная область планеты совершает оборот вокруг оси за 10 ч. 14 м., в то время как области умеренных широт — за 10 ч. 38 м. Осевое вращение планеты привело к значительному полярному сжатию ее фигуры. Диск Сатурна не круговой, а эллипс, со сжатием 1:9,7, так что для рисунков Сатурна следует приготовить соответствующий шаблон.

Сатурн удален от Солнца в 9,6 раза дальше Земли, и потому интенсивность солнечного излучения, падающего на его поверхность, в 92 раза меньше нашей, что привело к очень низкой температуре облачного слоя Сатурна, которая едва достигает -170°C . Это отразилось и на химическом составе его атмосферы. Многие газы выморожены, так что в спектре планеты наблюдаются главным образом полосы поглощения молекул метана и молекулярного водорода. Только изредка видны полосы поглощения аммиака, который почти полностью превращен в жидкое и даже твердое состояние и входит в состав облаков Сатурна. При этом оказывается, что мощность метановой атмосферы у Сатурна в два раза выше, чем у Юпитера.

Наибольший интерес представляет кольцо Сатурна, состоящее из трех основных колец, разделенных темными просветами — щелями. Из них наиболее заметна щель Кассини. Эта щель отделяет внешнее кольцо А, обладающее умеренной яркостью от среднего, наиболее яркого кольца В. Внутреннее кольцо С обладает наименьшей яркостью, и его часто называют «креповым». Вот данные о размерах колец:

диаметр внешнего края внешнего кольца	— 276 000 км;
» внутреннего края внешнего кольца	— 240 000 км;
» внешнего края среднего кольца	— 232 000 км;

диаметр внутреннего края среднего кольца	— 180 000 км;
» внутреннего края крепового кольца	— 144 000 км;
экваториальный диаметр Сатурна	— 120 000 км.

Кольца Сатурна вращаются вокруг планеты в полном соответствии с законами Кеплера, так как состоят из неисчислимого количества мелких частиц. Внутренний край среднего кольца обращается со скоростью 20,5 км/с, а внешний — со скоростью 16,6 км/с.

Плоскость колец совпадает с плоскостью экватора планеты и как бы является продолжением последней в окружающем пространстве. Толщина колец Сатурна не превышает 2 км (!).

Интересно отметить, что кольца полупрозрачны. Бывают случаи, когда они закрывают от нас звезду; звезда ослабляется, но остается видимой. Бывают и такие случаи, когда кольцо отбрасывает тень на диск планеты. В этих случаях мы видим на диске темную полосу.

Плоскость экватора планеты и совпадающая с ней плоскость колец наклонены к плоскости орбиты Сатурна под углом, равным 27° . Это приводит к очень любопытному явлению — «исчезновению» колец. Оно происходит в те моменты, когда Сатурн перемещается по своей орбите в такое положение, что Земля попадает на сравнительно короткое время в плоскость колец. На рис. 94 изображены два вида Сатурна: при наибольшем раскрытии колец и в момент, близкий к их исчезновению. Максимальное раскрытие колец произойдет в 1988 г., а исчезновение в 1995 г.

У Сатурна много спутников. Самый крупный из них — Титан ($8^m,4$) — был открыт Х. Гюйгенсом в 1655 г. По размерам Титан больше Луны и его притяжение достаточно велико, чтобы удерживать атмосферу, которая в основном состоит из азота с примесью некоторого количества метана. В последующие тридцать лет французский астроном Дж. Кассини открыл еще четырех спутников Сатурна — Янета, Рею, Диону и Тетис; их блеск 10^m и 11^m . Через столетие В. Гершель открыл двух спутников — Мимаса и Энцелада (12^m). В XIX столетии были открыты более слабые спутники: Дж. Бонд открыл Гипериона, а У. Никкерлинг — Фебу. Итак, к началу XX в. стало известно 9 спутников Сатурна.

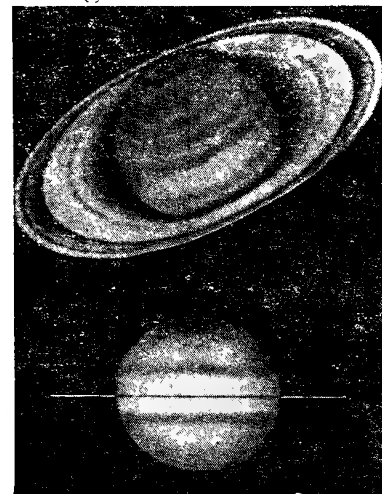


Рис. 94. Вид кольца Сатурна в наибольшем раскрытии и в момент, близкий к исчезновению.

Еще 8 спутников Сатурна обнаружили космические аппараты «Пионер-11» (сентябрь 1979 г.) и «Вояджер-1» (ноябрь 1980 г.). Таким образом, общее число спутников Сатурна достигло 17! Все они перечислены в табл. VIII.

Припомним внимательно к содержанию табл. VIII. В ней даны сведения о спутниках, в том числе об их размерах: если фигура спутника мало отличается от шаровой, то указан его радиус, если же фигура спутника неправильная, то показаны размеры трех его полуосей.

Таблица VIII

Спутники Сатурна

Название	Среднее расстояние от Сатурна		Период обращения в часах	Размеры в км	Альбедо
	в км	в радиусах планеты			
XV	137 670	2,82	14,446	10×20	0,4
XIV	139 350	2,31	14,712	70×50×40	0,6
XIII	141 700	2,349	15,085	55×45×35	0,6
XI	151 422	2,510	16,664	70×60×50	0,4
X Янус (?)	151 472	2,511	16,672	110×100×80	0,4
I Мимас	185 540	3,075	22,618	196	0,7
II Эпимет	238 040	3,946	32,885	250	1,0
III Тетис	294 670	4,884	45,307	350	0,8
XVI 1980 S13	294 670	4,884	45,307	17×14×13	0,6
XVII 1980 S25	294 670	4,884	45,307	17×11×11	0,8
IV Диона	377 420	6,256	65,686	560	0,6
XII 1980 S6	378 060	6,267	65,686	18×16×15	0,5
V Рея	527 100	8,737	108,42	765	0,6
VI Титан	1 221 860	20,253	382,69	2575	0,2
VII Гиперион	1 481 000	24,550	510,64	205×130×110	0,2
VIII Япет	3 560 800	59,022	1903,94	730	0,5
IX Феба	12 954 000	244,7	13210,8	110	0,06

Еще не получившие названий новооткрытые спутники помечены только римскими цифрами (или численными символами, включающими год открытия).

Из этой таблицы следует, что Титан, как бы оправдывая свое название, является наибольшим из спутников Сатурна. Радиусы остальных семи «старых» спутников заключены в пределах от 196 км (у Мимаса) до 765 км (у Реи). Феба и новооткрытые спутники имеют радиусы 110 км и меньше. Можно предположить, что Феба — астероид, захваченный притяжением Сатурна.

Ближайшие к планете спутники обладают некоторыми особенностями. Обратите внимание на спутники, обозначенные римскими цифрами X и XI. Их периоды обращения вокруг Сатурна составляют 16,664 и 16,672 часа, а находятся они от центра Сатурна на почти одинаковых расстояниях, равных 2,510 его ра-

диуса. Так как периоды их обращения отличаются, а движение происходит практически по одной и той же орбите, то они должны встречаться друг с другом через каждые 4 года. При встрече они обмениваются скоростями движения. Не составляли ли эти два спутника в прошлом одно тело?

На той орбите, по которой движется Тетис, находятся еще два «вторичных» спутника: S13 — опережающий и S25 — отстающий. Если соединить каждый из них (Тетис и вторичные) с Сатурном радиусами-векторами, то окажется, что их угловые расстояния от Тетис равны 60°. Таким образом, осуществляется Лагранжев случай движения трех тел, расположенных в вершинах равностороннего треугольника, в одной из вершин которого находится Сатурн.

Третья «пара» образована Дионей и спутником XII, который был также назван «1980 S6» и «Диона-В». Их периоды обращения одинаковы и составляют 65,686 часа. Спутник «Диона-В» предшествует Дионе в их орбитальном движении, опережая ее на угол, равный 60°, как того требует теория Лагранжа.

Окрестности Сатурна «посетили» три космических аппарата: «Пионер-11» и «Вояджер-1 и 2». Запущенный с Земли в апреле 1973 г. «Пионер-11» достиг окрестностей Сатурна 1 сентября 1979 г. и передал по телеметрической связи на Землю богатейшую информацию о системе Сатурна. В ноябре 1980 г. в окрестностях Сатурна прошел аппарат «Вояджер-1», а затем в августе 1981 г. — «Вояджер-2». Телевизионные камеры, установленные на этих аппаратах, дали возможность землянам взглянуть на Сатурн и его окружение и увидеть многое, что было скрыто от нас огромным расстоянием планеты от Земли.

Самое впечатляющее связано с кольцами Сатурна. Прежде всего, к кольцам А, В и С добавилось еще несколько колец, невидимых с Земли из-за их малой яркости. Это внутреннее кольцо D, доходящее до границ облачного слоя планеты; (о его существовании догадывались на основе наземных наблюдений). Были обнаружены внешние кольца, обозначенные буквами F, G, E. Кольцо F, узкое, всего около 100 км шириной, наиболее странное. Оно имеет извилистый вид, с расширениями и сужениями, причину образования которых пока трудно объяснить. Диаметр этого кольца 281 000 км. Более слабо светящееся кольцо, имеющее диаметр 340 тысяч км, обозначено буквой G, и наконец столь же слабо светящееся кольцо E простирается на расстояние от 420 до 600 тысяч км.

Кольца А и В распались на великое множество «колечек». О виде и строении кольца В можно судить по рис. 95, на котором видны загадочные темные «спицы», возникающие и исчезающие на протяжении нескольких часов.

Передали телевизионные камеры и изображения поверхности спутников. Получены настолько четкие фотографии Энцелада (рис. 96) и Тетис, что не вызывает сомнения вопрос о метеоритной бомбардировке их поверхностей в далеком прошлом. На по-

верхности Мимаса обнаружен огромный кратер, имеющий диаметр 130 км; диаметр же Мимаса — всего около 400 км. Этот кратер назван по имени легендарного короля Артура.

Теперь разгадана причина колебаний блеска Янета (почти на две звездные величины), вызванных осевым вращением спутника,

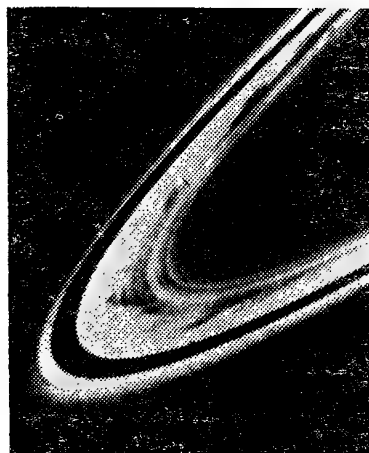


Рис. 95. Снимок колец Сатурна, полученный космическим аппаратом «Вояджер-2». На ярком кольце В видны темные детали — «спицы».

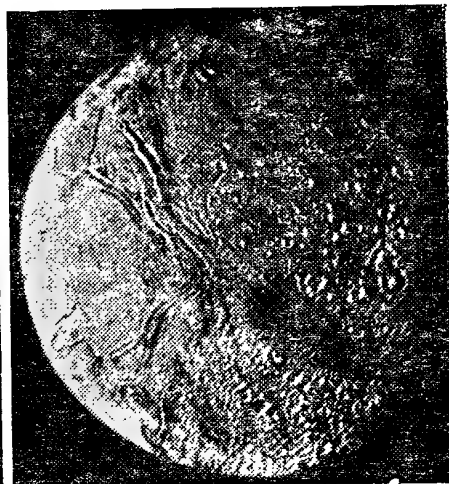


Рис. 96. Поверхность спутника Сатурна Энцелада.

на поверхности которого расположено большое темное пятно. Природа этого пятна пока неизвестна.

Наконец, надо отметить, что обнаружены три слоя облаков на крупнейшем спутнике Сатурна — Титане.

§ 47. Уран

Уран невооруженным глазом не виден, но его легко отыскать в бинокль как звезду примерно шестой величины. Диск планеты можно увидеть в телескоп с увеличением не менее 100 раз. Хотя по своим размерам и массе Уран меньше Юпитера, он по своим характеристикам входит в группу планет-гигантов. Уран в 57 раз больше Земли по объему и в 14,6 раза по массе. Средняя плотность его вещества равна $1,30 \text{ г/см}^3$, что близко к средней плотности вещества Юпитера. Полярное сжатие планеты довольно велико, а именно, 1:18. Только в самые сильные телескопы удастся рассмотреть на его поверхности полосы, до некоторой степени напоминающие полосы Юпитера. Замечено, что блеск Урана немного меняется с периодом, равным 10 ч. 49 м. Главное же отличие Урана от других планет, которое никак не удается объяснить, состоит в особом положении оси его вращения. Она почти

лежит в плоскости орбиты. Экватор Урана наклонен к плоскости орбиты под углом 98° , так что его вращение обратное. Если бы у него происходила смена времен года, то каждый сезон длился бы по 21-му земному году, так как «год» Урана равен 84 земным!

Но понятие о временах года теряет для Урана свой физический смысл, так как из-за его удаленности от Солнца солнечное

Таблица IX

Спутники Урана

Номер	Название	Звездная величина	Расстояние от Урана, тыс. км	Период обращения, сутки	Диаметр, км	Масса по сравнению с массой Луны
V	Мирада	18,0	130,4	1,41	500	0,002
I	Ариэль	14,9	191,9	2,52	1330	0,03
II	Умбриэль	15,8	267,3	4,14	880	0,009
III	Титания	14,0	438,2	8,71	1600	0,06
IV	Оберон	14,2	586,0	13,46	1460	0,04

освещение на нем в 365 раз слабее земного и температура внешнего слоя чрезвычайно низка, приближаясь к -180°C . Поэтому в спектре Урана очень интенсивны полосы поглощения молекул метана, который образует слой более протяженный, чем на Юпитере.

Весьма возможно, что другие, входящие в состав атмосферы Урана газы, выморожены.

Уран окружен системой, состоящей из пяти спутников. Плоскости их орбит совпадают с плоскостью экватора планеты. Краткие сведения о них приведены в табл. IX. В 1977 г. было сделано неожиданное открытие: у Урана, так же как у Сатурна, есть протяженное кольцо!

В ночь с 10 на 11 марта 1977 г. должно было произойти покрытие Ураном звезды 9-й звездной величины. Особенность этого покрытия состояла в том, что его можно было наблюдать с Земли только вдоль узкой полосы, которая пересекала Индийский океан и частично захватывала юго-запад Австралии. Наблюдения покрытий звезд планетами дают ценную информацию. Можно уточнить данные о диаметре планеты, а в некоторых случаях и о свойствах ее атмосферы.

Для наблюдений была использована летающая обсерватория. С ее борта Эллит, Дэлхем и Мишк производили фотоэлектрические наблюдения покрываемой звезды — на ленте велась непрерывная регистрация интенсивности ее излучения. Центральный момент явления наступил в 21 ч. 25 м. по всемирному времени. За сорок минут до него блеск звезды неожиданно, на очень короткий промежуток времени, ослабел. Через несколько минут повторилось еще одно ослабление блеска, потом третье, четвертое и пятое. Затем наступило покрытие, а по его окончанию, когда звезда вышла из-за диска планеты, снова наблюдалось пять ос-

лабленный блеска звезды. Все явления можно было истолковать только наличием у Урана системы очень узких (шириной около 10 км) колец. В последствии это было подтверждено новыми наблюдениями; было обнаружено не пять, а девять узких колец.

Таблица X

Название	Радиус, км	Название	Радиус, км	Название	Радиус, км	Название	Радиус, км
6	41 980	α	44 844	λ	47 746	ϵ	51 400
5	42 360	β	45 799	δ	48 423	(Миранда)	(130 400)
4	42 663	η	47 323				

Они были обозначены цифрами и буквами греческого алфавита. В табл. X приведены радиусы колец в порядке удаления от центра Урана. Для сравнения приведено расстояние Миранды от Урана.

§ 48. Нептун

Открытие Нептуна в середине XIX столетия было триумфальным событием в истории астрономии, не уступающим по значению первым телескопическим открытиям Галилея. История этого открытия вкратце такова. После того как В. Гершель при визуальных наблюдениях звездного неба открыл в 1871 г. планету Уран и была вычислена орбита новой планеты, петербургский академик А. И. Лексель обнаружил существенные отклонения ее движения от вычисленного пути. Он высказал предположение, что причиной этих отклонений является возмущающее притяжение еще одной, неизвестной планеты. Эту идею поддерживал директор Парижской обсерватории Ф. Араго.

За трудные вычисления принялись, независимо друг от друга, два молодых астронома Д. Адамс и У. Леверрье. Новая планета, названная Нептуном, была найдена вблизи того места на небе, на которое указал Леверрье. Важность этого открытия не только в том, что была найдена новая планета, но и в том, что ее открытие «на кончике пера» явилось блестящим подтверждением сложнейших выводов точнейшей из наук — небесной механики.

Нептун очень далек от Солнца и, хотя он по своим размерам не уступает Урану, его блеск в 6,3 раза слабее блеска последнего. Он наблюдается как звезда 8-й звездной величины и для того, чтобы увидеть его диск, надо применить большое увеличение. Объем Нептуна превосходит объем Земли в 60 раз, а масса в 17,2 раза. Средняя плотность вещества равна $1,58 \text{ г/см}^3$, что роднит его с Юпитером. Солнце освещает и согревает Нептун в 906 раз слабее, чем Землю, и это приводит к крайне низкой температуре внешних слоев атмосферы Нептуна; она, по-видимому, близка к -200°C . Такая низкая температура приводит к полному вымерзанию аммиака, и в спектре Нептуна особенно интенсивны полосы поглощения метана и молекулярного водорода.

Блеск Нептуна меняется с небольшой амплитудой около 0,2 звездной величины, с периодом, равным 7 ч. 54 м. Это вызвано осевым вращением планеты, но его период, как показали спектральные наблюдения, равен 15 ч. 48 м. По-видимому, на двух диаметрально противоположных частях планеты располагаются более темные пятна.

У Нептуна два спутника. Первый из них, Тритон, был открыт очень давно, сразу же после открытия Нептуна. Он виден как звездочка 14-й величины. Тритон отстоит от планеты на расстоянии в 354 тыс. км, в результате чего его угловое расстояние от центра планеты не может быть для земного наблюдателя большим $17''$. Один оборот вокруг Нептуна он совершает за 5,88 земных суток, двигаясь по круговой орбите, но в обратную сторону. Его диаметр оценивается в 4 тыс. км, масса равна 1,9 массы Луны, а плотность вещества $4,1 \text{ г/см}^3$. Тритон имеет довольно высокое альbedo, равное 0,32, т. е. отражает около 1/3 падающих на него лучей. Возможно, что у него есть атмосфера.

Второй спутник Нептуна, Нереида, открыт в 1949 г. Его блеск очень мал: он наблюдается как слабая звездочка 19,5 звездной величины. Диаметр Нереиды — всего около 300 км; масса равна $4,7 \times 10^{-4}$ массы Луны, а плотность вещества — около $2,4 \text{ г/см}^3$. Среднее расстояние Нереиды от Нептуна равно 5510 тыс. км, но ее орбита — сильно вытянутый эллипс. Один оборот по орбите Нереиды совершает за 365,2 суток.

§ 49. Плутон

После изучения особенностей движения Нептуна, определения его массы и вычисления возмущений, производимых его притяжением в движении Урана, стало ясно, что за пределами орбиты Нептуна существует по крайней мере еще одна планета, влияющая на путь Урана. Ловелл решил повторить работу Адамса и Леверрье и выполнил эту трудную задачу в начале нашего века. Однако планета не была найдена сразу. Она не была бы найдена вообще, если бы не был введен в астрономическую практику способ фотографирования обширных звездных полей, чтобы получать изображения очень слабых звезд. Оказалось, что вновь открытая планета видна как звездочка 15-й величины! Понадобилось пересмотреть изображения множества звезд, чтобы среди них отыскать одну, медленно движущуюся на фоне звездного неба, т. е. планету.

Когда неизвестная планета была найдена и получила название Плутон, а затем была вычислена ее орбита, то оказалось, что она выделяется среди других планет многими, очень странными, до сих пор не объясненными свойствами.

Во-первых, Плутон движется по очень вытянутой орбите, с эксцентриситетом, равным 0,25. И хотя большая полуось его орбиты, равная 5912 млн. км, на 9,4 астрономической единицы превышает большую полуось орбиты Нептуна, в своем перигелии он

приближается к Солнцу ближе, чем Нептун. Однако из-за большого наклона орбиты (17°) столкновения Плутона с Нептуном произойти не может. Один оборот по орбите Плутон совершает почти за 248 лет.

Слабый блеск планеты свидетельствует о ее сравнительно малых размерах. Диаметр Плутона близок к 4000 км, а масса около $1/430$ массы Земли. Диск Плутона практически не виден, но известно, что на его поверхности расположены области с различной отражательной способностью (может быть, темные пятна), так как его блеск периодически меняется с амплитудой, равной 0,41 звездной величины, и периодом 6,39 суток. По-видимому, таков период его осевого вращения.

В 1978 г. был открыт спутник Плутона. Так как его расстояние от планеты сравнительно невелико — всего 19 тыс. км, то на фотоснимках их изображения почти сливаются друг с другом. Спутник назван Хароном — по имени мифического перевозчика душ умерших в царство Плутона.

Плутон и Харон образуют необычную систему. Их диаметры оцениваются в 4000 и 2000 км, полный оборот вокруг общего центра масс они совершают за 6 часов 23 минуты.

§ 50. Физические свойства астероидов

Вернемся теперь к многочисленной группе малых планет — астероидов. В § 36, посвященном общему обзору Солнечной системы, мы говорили, что околосолнечные орбиты астероидов пролегают главным образом в пространстве между Марсом и Юпитером. Сколько их? На этот вопрос пока еще ответить очень трудно. Во всяком случае наиболее яркие астероиды каталогизированы, большинству даны собственные имена, а за их путями в пространстве тщательно следят. Институт теоретической астрономии Академии наук СССР предвычисляет для многих астероидов их истинные и видимые пути и издает «Эфемериды малых планет», пользуясь которыми можно отыскать астероиды на небе.

Многие из малых планет до сих пор не открыты, а их должны быть десятки тысяч. Сравнительно недавно была сделана попытка обнаружить возможно большее число наиболее слабо светящихся астероидов. Были выбраны две области звездного неба, и с мощным и достаточно широкоугольным астрографом систематически получались снимки. На этих снимках было одновременно открыто (а затем и изучено) много сотен новых, неизвестных астероидов. Проблема численности астероидов представляет большой научный интерес. Как мы увидим дальше, многие астероиды — это бесформенные обломки. Предполагают, что это остатки взорвавшейся планеты, которая двигалась вокруг Солнца по орбите, проходившей между Марсом и Юпитером. В таком случае общая масса всех астероидов должна дать представление о массе планеты-прародительницы. Однако, если исходить из современных оценок количества астероидов и оценок их масс, получается

общая ничтожно малая масса, явно недостаточная для того, чтобы астероиды явились продуктом взрыва планеты.

Только наиболее яркие астероиды имеют достаточно большие размеры, чтобы у них в крупнейшие телескопы можно было рассмотреть заметный диск. Во всяком случае размеры крупнейших астероидов таковы: поперечник Цереры 1000 км, Маллады — 610 км, Весты — 540 км, Гигеи — 450 км. Остальные астероиды имеют меньшие размеры, а самые маленькие из доступных наблюдением — около 1–2 км в поперечнике.

В октябре 1977 г. американский астроном Коваль обнаружил на снимках звездного неба слабый, сравнительно медленно движущийся объект — астероид или остатки кометы. Оказалось, что этот объект должен иметь диаметр от 150 до 600 км и движется по околосолнечной орбите (с большой полуосью в 13,7 астрономических единиц), которая проходит в пространстве между орбитами Юпитера и Урана, совершая один оборот вокруг Солнца за 50,682 года! В перигелии он приближается к Солнцу на 8,5 астрономических единиц, а в афелии уходит на расстояние, равное 18,9 единиц. Если бы его орбита не была наклонена под углом $6^\circ,9$ к плоскости эклиптики, она пересеклась бы с орбитой Сатурна. Объект назван Хироном, по имени кентавра — сына Сатурна.

В том, что астероиды — бесформенные осколки, нас убеждает периодическая переменность их блеска, вызванная осевым вращением.

Амплитуды невелики, периоды заключены в пределах от 2,25 часа до 18 часов. Только два астероида — Эрос (Эрот) и Геогграф изменяют свой блеск с амплитудой в 1,5–2,0 звездной величины. Остановимся подробнее на описании замечательных свойств Эроса, тем более, что в некоторые периоды он доступен наблюдениям даже в бинокль.

Сразу же после открытия в 1898 г. Эрос привлек внимание астрономов исключительностью орбиты. Эксцентриситет его эллиптической орбиты равен 0,223, большая полуось 1,458 астрономической единицы. Поэтому в некоторых противостояниях, кото-

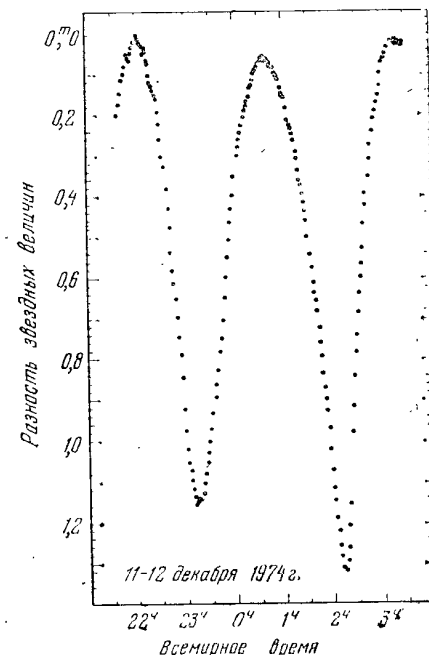


Рис. 97. Кривая изменения блеска Эроса.

рые называются «великими», Эрос может приближаться к Земле до 20 млн. км. В это время его блеск повышается до 7-й звездной величины! В афелии он удаляется от Солнца за орбиту Марса почти на 30 млн. км; пересечения орбит быть не может, так как наклонение его орбиты к плоскости эклиптики велико.

Хотя противостояния Эроса наступают в среднем через 2—3 года, великие противостояния происходят через 37 лет и 44 года. В нашем столетии они были в январе 1931 г. и 1975 г.

Большие сближения Эроса с Землей астрономы использовали для точных определений его положений. При этих наблюдениях была открыта переменность его блеска, период которой равен 5 ч. 16 м. с изменяющейся амплитудой, достигающей до 1,5 звездной величины. Как в 1930—31, так и в 1974—75 гг. было получено много наблюдений блеска астероида, так что период и кривая изменения блеска определены очень надежно (рис. 97). Амплитуда изменения блеска Эроса переменная и зависит от того, как наклонепа ось его вращения в данный момент к лучу зрения. Это позволило определить направление оси вращения, которая пересекает небесную сферу около звезды α Андромеды. Амплитуда наибольшая, когда Земля «входит» в плоскость экватора планеты.

В 1931 г. во время наибольшего сближения астероида с Землей его видели (при увеличении в 1000 раз) вытянутым.

В 1975 г. наблюдалось еще более редкое явление. Эрос на несколько секунд закрыл звезду κ Близнецов и звезда «погасла». Это позволило оценить диаметр астероида в 20 км. Таким образом, Эрос — вытянутая каменная глыба, вращающаяся вокруг малой оси, в результате чего изменяется его блеск.

«Двойниками» Эроса почти по всем показателям, в том числе по изменению блеска, являются астероиды Географ и Клеопатра.

§ 51. Кометы и их наблюдения

Яркую комету мы видим как туманное пятно, за которым тянется более или менее длинный хвост (рис. 98). В середине туманного пятна — головы кометы — иногда видна яркая, похожая на звезду точка — ядро. У слабых, телескопических комет ядро и хвост обычно не видны, а мы наблюдаем только голову. Комета ото дня ко дню постепенно перемещается на фоне звездного неба, изменяя свой вид — размеры головы, длину, форму и направление хвоста.

Ядро кометы — это глыба «грязного» льда. Множество камней самых разнообразных размеров и пыли спаяны в одно целое льдом, состоящим из замерзших газов, по-видимому, аммиака, метана и др. Под действием солнечного излучения, интенсивность которого при приближении кометы к Солнцу увеличивается, льды испаряются, и ядро кометы окутывается газообразной оболочкой, которую мы и видим как голову кометы. Поперечник

ядра кометы обычно невелик — всего несколько километров. Размеры головы гораздо больше. У телескопических комет ее диаметр около 25 тыс. км, в то время как у больших и очень ярких комет диаметр головы достигал 2 млн. км.

При движении кометы по ее вытянутой орбите размеры головы изменяются. Сначала, по мере приближения к Солнцу, ее диаметр растет. Затем он начинает несколько уменьшаться, так

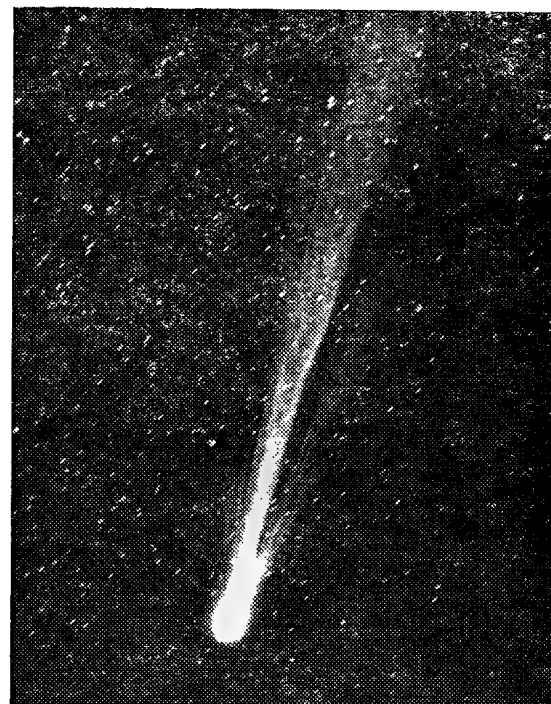


Рис. 98. Общий вид яркой кометы.

как под влиянием лучевого давления и корпускулярных потоков, идущих от Солнца, частицы — молекулы газа и мелкие пылинки, входящие в состав головы, переходят в хвост кометы. Образуется более или менее протяженный хвост. Были случаи, когда у очень ярких комет длина хвоста достигала 300 млн. км!

Несмотря на столь большие размеры массы комет очень малы. Они видны нам только потому, что диффузное вещество хорошо рассеивает солнечное излучение. Сквозь голову и хвост кометы просвечивают звезды, а в тех редких случаях, когда комета проходила перед диском Солнца и ее ядро проектировалось на солнечный диск, оно не было замечено — настолько малы его размеры.

Образование кометного хвоста — явление довольно сложное. Хотя хвосты образуются под действием отталкивающей силы солнечного излучения и корпускулярных потоков, было бы неправильно думать, что вещество «течет» из головы кометы вдоль хвоста. Чтобы понять процесс образования кометного хвоста, рассмотрим подробнее, что происходит с выбрасываемыми части-

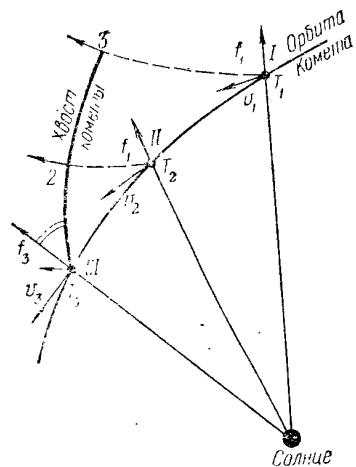


Рис. 99. К образованию хвоста кометы.

цами. На рис. 99 изображены три положения головы кометы, которые она занимала в момент T_1 , T_2 и T_3 . В момент T_1 из головы кометы выброшена молекула. Сила светового отталкивания, действующая на молекулу, обозначена через f_1 . Комета наделила частицу скоростью v_1 , направленной по касательной к орбите. Скорости движения v_1 и вызванная силой f_1 складываются, и молекула должна уйти от головы по вогнутой гиперболической траектории, которая на рис. 99 обозначена I—3.

Другая частица, покинувшая комету в момент T_2 , уйдет по траектории II—2. В момент T_3 новая частица только покидает голову кометы. К моменту времени

T_3 все выброшенные в разные моменты времени частицы расположатся на дуге III—3, вдоль которой и вытягивается кометный хвост.

Описанный процесс образования кометного хвоста — основной. Выброшенные из головы частицы располагаются вдоль кривой линии, которая называется синдиной. Таким образом, частицы движутся не вдоль синдины, а весь хвост перемещается с течением времени как бы «боком». Поэтому неудивительно, что при приближении кометы к Солнцу хвост направлен от него и «тянется» за кометой. После прохождения через перигелий комета движется так, что хвост, направленный также от Солнца, предшествует комете.

Форма хвоста и его отклонение от прямой линии, соединяющей голову кометы и Солнце (радиус-вектора кометы), зависит от величины силы солнечного воздействия (светового давления и мощности ударов идущих от Солнца корпускул) и массы выбрасываемых из головы кометы частиц. Чем меньше масса частиц, тем большую скорость они получают, тем «прямее» и ближе к направлению радиус-вектора образующийся хвост. Иногда комета имеет несколько хвостов, по-разному отклоненных от направления радиус-вектора: солнечное воздействие «сортирует» частицы в зависимости от их массы.

Теперь допустим, что в некоторый момент времени в голове кометы произошел взрыв и одновременно вылетело много частиц, обладающих различными массами. Каждая из них пойдет по своей траектории, и если нового взрыва вскоре не последует, то продукты одновременного взрыва расположатся в сравнительно узкой полосе, которая называется синхроной и отнюдь не совпадает с направлением синдины. В общей картине кометы и ее хвоста мы видим в таких случаях поперечные, наклонные к синдине полосы.

Была разработана теория кометных хвостов, которые были классифицированы в зависимости от получаемого частицами ускорения.

Хвосты типа I₀ — прямолинейные лучи, идущие вдоль радиуса-вектора и мало от него отклоняющиеся; у них добавочное ускорение в тысячи раз больше орбитального.

Хвосты типа I — прямолинейные хвосты, у которых отталкивание превышает солнечное притяжение, в соответствии с формулой $R = 22n$, где n принимает значения, равные целым числам 1, 2, 3.

Хвосты II типа сильно изогнуты и отклонены от направления радиуса-вектора. Они «отстают» от кометы. У них ускорение отталкивания невелико: от 0,6 до 2,2. В них часто наблюдаются синхроны.

Хвосты типа II₀ — прямолинейные, но сильно отклоненные от направления радиуса-вектора, являющиеся синхронами с большим набором ускорений от нуля до 2,2. Раньше их называли хвостами III типа по классификации основоположника теории кометных форм Ф. А. Бредихина.

И, наконец, существуют еще загадочные аномальные хвосты, направленные к Солнцу. Можно думать, что они состоят из пыли.

Спектральные исследования кометных хвостов показали, что газовая составляющая (в хвосте присутствуют также и мелкие пылинки) содержит молекулы циана (CN), углерода (C_2), гидроксид (OH), азота (N_2), оксид углерода (CO) и др.

Разнообразие кометных форм настолько интересно, что любителям астрономии в случае появления яркой кометы рекомендуется систематически фотографировать ее светосильными фотоаппаратами. Только аппарат должен быть укреплен параллельно телескопу, установленному на параллактической монтировке, и при длительной экспозиции надо все время следить за кометой в окуляр. Тогда детали хвоста кометы выйдут на снимке четкими, а изображения звезд растянутся и будут иметь вид черточек. Такой снимок полезно стандартизировать фотометрически. Лучше делать снимок на пластинке, а не на пленке.

Большая серия снимков яркой кометы представляет определенную научную ценность. Однако для ее надлежащей обработки необходимы специальные измерительные приборы, и тому, кто получил такие фотографии, мы советуем обратиться в одну из астрономических обсерваторий за консультацией. Лучше всего

обращаться в Киевский государственный университет, где на кафедре астрономии занимаются исследованием комет.

Кометная астрономия предоставляет любителю астрономии широкое поле деятельности. Это прежде всего поиски новых комет. История астрономии знает много случаев, когда яркие и интересные кометы были открыты любителями и носят их имена. Слабые, телескопические кометы открываются обычно фотографическим путем. Однако самые яркие кометы обычно видны вблизи Солнца, вечером, после его заката, или утром, перед его восходом. Фотографии этих областей неба получить не столь просто, и роль визуальных наблюдений для открытия таких комет повышается. Для этого надо хорошо изучить вид неба и знать, где размещены на нем туманные объекты — туманности и шаровые звездные скопления, которые можно принять за комету. Затем, при помощи простейших инструментов — бинокля или бинокля, надо систематически осматривать западную сторону неба после захода Солнца и восточную утром, перед солнечным восходом. Если вам удастся открыть новую комету, то надо немедленно послать об этом телеграмму в Москву, в Государственный астрономический институт им. Штернберга. В телеграмме надо указать возможно точнее момент наблюдения, координаты кометы (прямое восхождение и склонение), звездную величину (приблизительную) и описать вид кометы.

Открытие новых комет — не единственная область кометной астрономии, где любитель может принести пользу.

Как показали наблюдения комет, общий блеск кометы (I) зависит от ее расстояния от Солнца r и от Земли Δ , в соответствии с формулой

$$I = \frac{I_0}{\Delta^2 r^n},$$

в которой через I_0 обозначен блеск кометы на единичном расстоянии от Солнца и от Земли. Показатель n различен для разных комет и в среднем равен 4. Кроме того, проф. С. К. Всехвятским и его сотрудниками установлено, что у многих комет величина I_0 , характеризующая абсолютный блеск кометы, с течением времени, от одного появления кометы к следующему появлению, убывает. Это вполне естественно, так как кометы постоянно рассеивают свое вещество и истощаются. Оценки блеска кометы дают возможность исследовать темп распада.

При систематических наблюдениях кометы во время ее приближения к Солнцу можно заметить, что по временам ее блеск внезапно увеличивается. Происходят как бы вспышки. Они возникают в результате воздействия на комету потоков быстрых, исходящих от Солнца частиц. Изучая это явление, можно полнее исследовать активность Солнца.

Как производить оценки общего блеска кометы? Главное затруднение состоит в том, что комета видна как туманное пятно, а звезды, с которыми приходится сравнивать ее блеск, — как точки. Поэтому мы должны вывести изображения звезд и кометы из

фокуса, чтобы звезды также выглядели туманными кружками. По мере выдвижения окуляра из фокуса размеры внефокальных изображений звезд будут расти, а их яркость ослабевать. Выдвигаем окуляр до тех пор, пока внефокальные диски звезд не сделаются по размерам примерно равными внефокальному изображению кометы. В принципе, равенства размеров добиться нельзя, так как при выдвижении окуляра возрастает и диаметр внефокального изображения кометы. Однако, поскольку края головы кометы имеют меньшую яркость и при выведении из фокуса становятся невидимыми, уравнивать размеры дисков звезд и головы кометы удастся.

После того как размеры изображений «подогнаны», надо выбрать две звезды сравнения — более яркую и более слабую и сделать оценку блеска по способу Пиккеринга (см. главу VIII, § 80). После этого блеск кометы вычисляется простым интерполированием, если известны звездные величины звезд сравнения, которые надо взять из каталога или, если в каталоге их не окажется, запросить данные о звездных величинах в одной из обсерваторий.

Иногда у ярких комет видно звездоподобное ядро. Полезно также делать оценки его блеска по сравнению с соседними звездами, только для выполнения таких наблюдений выводить окуляр из фокуса не надо.

Вообще же наблюдения кометы очень интересны. Могут представить интерес рисунки головы и хвоста, синхрон и других облачных образований. Интересно также проследить за покрытием звезд головой кометы.

Список некоторых периодических комет приведен в «Справочнике любителя астрономии» П. Т. Куликовского. Эфемериды же периодических комет публикуются в астрономических календарях на тот год, когда предстоит очередное возвращение кометы.

Обращаем внимание наблюдателей комет на то, что знаменитая комета Галлея возвращается к Солнцу. Она уже обнаружена 16 октября 1982 г., но пока еще далека от Солнца и Земли и поэтому блеск ее очень мал. Ее можно будет видеть в небольшие телескопы с начала октября 1985 г. в созвездии Ориона, а к концу месяца она перейдет в созвездие Тельца. Невооруженным глазом комету можно обнаружить лишь к концу декабря 1985 г. В начале 1986 г. она перейдет в южное полушарие, где условия наблюдений будут лучше. Перигелий комета пройдет 9 февраля 1986 г.

§ 52. Диффузные объекты Солнечной системы

Первый из диффузных объектов — зодиакальный свет. В южных географических широтах, как только стемнеет после захода Солнца (или перед его восходом), наблюдается туманный светлый конус жемчужного цвета, вытянутый вдоль эклиптики (рис. 100). Это и есть зодиакальный свет. Мелкая пыль, заполняющая пространство внутри орбиты Меркурия, образует вокруг Солнца чече-

видеообразное облако, вытянутое в плоскости эклиптики. Пыль рассеивает солнечные лучи, и мы видим это свечение. Наблюдения зодиакального света состоят в том, что стараются зарисовать

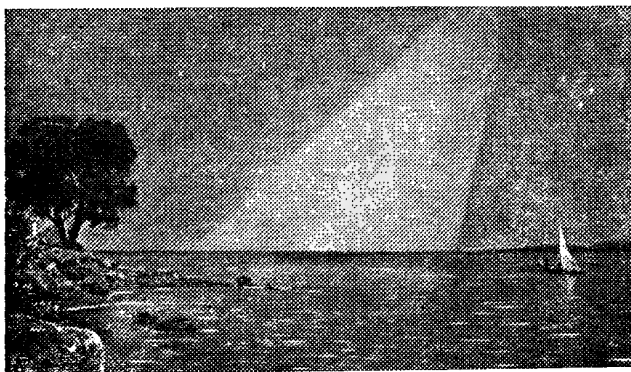


Рис. 100. Зодиакальный свет.

его очертания на звездных картах и отметить распределение яркости в отдельных его частях.

Вособо темные ночи можно наблюдать слабо светящееся пятно, расположенное на эклиптике в области неба, противоположной Солнцу. Это пятно называется противосиянием и объясняется свечением газового хвоста Земли, который образуется, по-видимому, в результате отталкивающего действия светового давления солнечных лучей и солнечных корпускулярных потоков. Этот хвост направлен от Солнца, чем и определяется положение противосияния на небе.

Сравнительно недавно польский астроном К. Кордылевский обнаружил светлые диффузные пятна на фоне звездного неба, располагающиеся в плоскости лунной орбиты, удаленные на $+60^\circ$ и -60° от Луны. Это «пылевые» спутники Земли.

Глава V

МЕТЕОРЫ И ИХ НАБЛЮДЕНИЯ

В околосолнечном пространстве движется с большими скоростями множество мелких частиц. В том случае, когда орбита частицы пересекается с орбитой Земли и частица оказывается в точке их пересечения, она влетает в земную атмосферу, от удара накаляется, начинает светиться, и мы наблюдаем полет по небу «падающей звезды» — метеора.

Метеорные тела весьма разнообразны по размерам и массам. Встречаются столь мелкие пылинки, что они дают метеор, видимый только в телескоп — «телескопический». Частица же, имеющая массу, измеряющуюся несколькими граммами, порождает ослепительно яркий метеор — болид. Еще более крупные тела, не успевающие разрушиться во время полета сквозь земную атмосферу, выпадают на поверхность Земли. Тогда говорят, что выпал метеорит.

Многие метеорные тела принадлежат метеорным потокам. Что такое метеорный поток? Это оставленные разрушающейся кометой скопления частиц, которые движутся вокруг Солнца почти по той же орбите, что и породившая их комета, своего рода ее «шлейф». Принадлежащие потоку частицы движутся по практически параллельным путям. Поэтому, вследствие перспективы, их видимые пути кажутся нам расходящиеся из одной точки — радианта потока. (Вспомним, что параллельные рельсы на прямолинейном участке железнодорожного полотна кажутся нам сходящимися на горизонте.) Определив положение радианта потока на небесной сфере (его прямое восхождение и склонение), мы устанавливаем направление движения частиц в пространстве до их встречи с Землей. Это помогает найти, какой кометой данный поток порожден.

Так, например, установлено, что комета Темпеля — Туттля, впервые наблюдавшаяся в 1866 г., обходящая по орбите вокруг Солнца за 32,91 года, породила метеорный поток Леонид, радиант которого находится в созвездии Льва. Встреча Земли с ядром потока вызвала в 1833 г., в ночь с 13 на 14 ноября, обильный метеорный дождь, когда за 7 часов наблюдений было зарегистрировано свыше 240 тысяч метеоров. В 1866 г. в ночь с 14 на 15 ноября метеорный дождь повторился — за минуту пролетало до 100 метеоров. Последний раз метеорный дождь Леонид наблюдался в ночь с 16 на 17 ноября 1966 г.: он длился всего лишь 20 минут, и каждую минуту вспыхивало свыше 1000 метеоров.

Однако из этих наблюдений не должно создаться впечатление о том, что ядро потока — плотное сгущение частиц. На самом деле поперечное сечение потока Леонид примерно 7 млн. км, а ядра 190 000 км, и на объем в 3 600 000 км³ приходится в среднем одна частица.

9 октября 1933 г. произошла встреча Земли с метеорным потоком, порожденным кометой Джакобини — Циннера; из радианта,

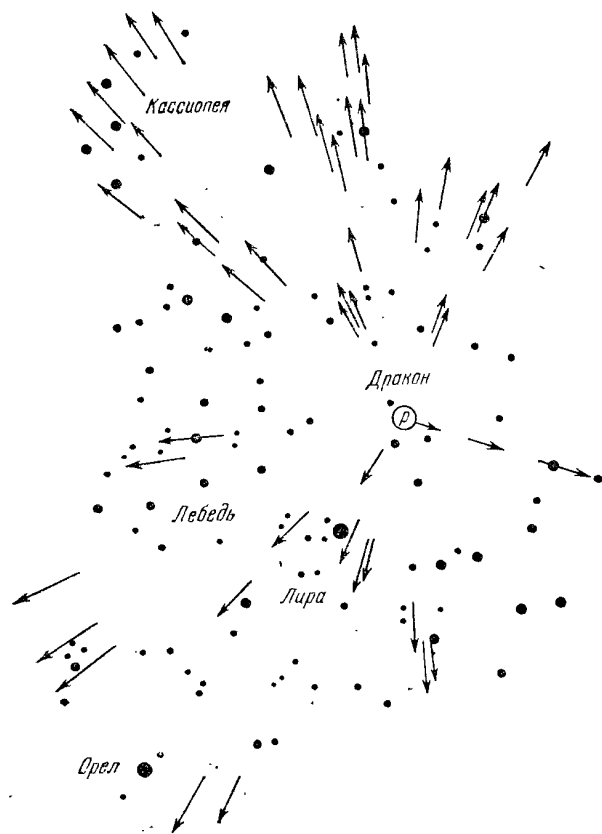


Рис. 101. Поток Драконида в 1933 г. Буквой Р в кружке обозначен радиант потока.

расположенного в созвездии Дракона, за час вылетало до 25 тысяч метеоров. Поток получил название Драконида (рис. 101). Метеорные потоки получают названия по имени того созвездия, в котором находится радиант. Хорошо известен августовский поток Персеид, столь часто наблюдаемый любителями астрономии.

Метеоры, не связанные с потоками, называются спорадическими.

Краткие сведения об обильных метеорных потоках приведены в таблице 8 (с. 300). Более подробные каталоги приводятся в

«Астрономическом Календаре» и «Справочнике любителя астрономии» П. Г. Куликовского.

Наблюдения метеоров производятся визуально, фотографически и методами радиолокации; так как последние любителям недоступны, мы будем касаться только первых двух способов.

§ 53. Визуальные наблюдения метеоров

Визуальные наблюдения — хорошая школа для начинающего любителя астрономии и широкое поле научной деятельности для опытного. Можно предложить несколько программ наблюдений, но все они требуют предварительной подготовки. Нужно приобрести следующие навыки: знать звездное небо и быстро ориентироваться на звездных картах, знать приближенные визуальные звездные величины звезд, уметь правильно оценивать угловые

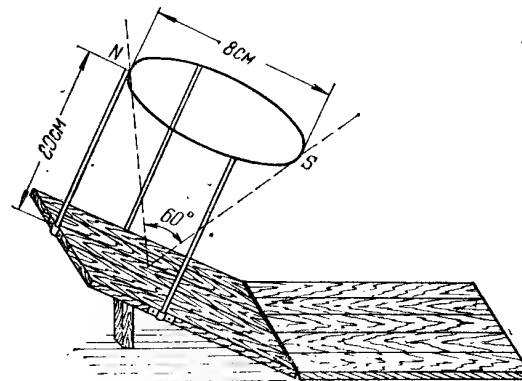


Рис. 102. Кресло для наблюдений метеоров и рамка, ограничивающая поле зрения.

расстояния между звездами, научиться оценивать продолжительность коротких интервалов времени, уметь оценивать цвет звезд, т. е. освоить шкалу цвета Остгофа (см. § 66).

Затем надо подготовить рабочее место. Наблюдать метеоры стоя невозможно. Лежа наблюдать неудобно. Поэтому рекомендуется запастись откидным креслом с натянутой на нем парусиной и столиком, на котором расположить карты, журнал наблюдений, часы, линейку и электрический фонарик. Для некоторых наблюдений надо изготовить специальное кресло (рис. 102).

Первая программа, которую можно предложить начинающему наблюдателю, — это определение радиантов метеорных потоков.

Зная по каталогу радиантов момент действия потока и координаты радианта, наблюдатель prepares звездные карты, взятые из звездного атласа, тех участков неба, которые близки к радианту. Теперь наблюдатель, поудобнее расположившись в кресле и избрав определенную область неба для патрулирования, начинает возможно внимательнее следить за ней. При этом он

должен осматривать всю избранную область, а не фиксировать внимание на какой-либо звезде. Заметив полет метеора, наблюдатель старается как можно точнее отметить те точки, в которых метеор появился и затем угас. Для этого он может воспользоваться линейкой: достаточно поднять линейку над головой и спроектировать ее (по памяти) вдоль траектории пролетевшего метеора.

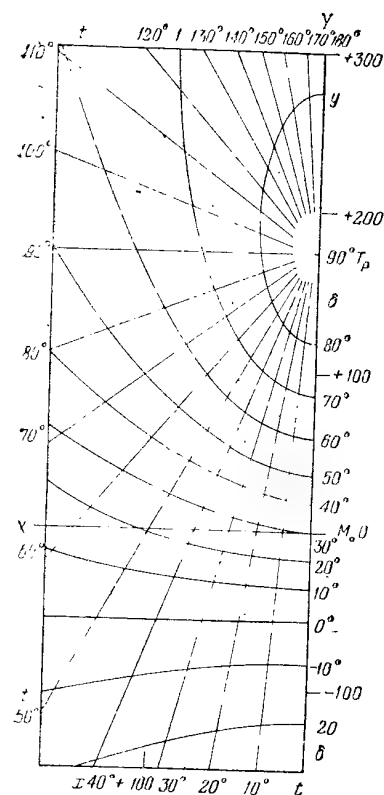


Рис. 103. Гномоническая координатная сетка.

для этой цели проекции. Истинная траектория метеора с большей точностью прямолинейна. Поэтому видимые траектории метеоров — это дуги больших кругов небесной сферы, которые на обычных картах звездного неба могут не оказаться прямыми линиями. Нанесенный на такую карту путь метеора изображен прямой линией чисто условно и потому особую роль играют координаты точек начала и конца пути.

Путь метеора будет прямолинейным лишь на карте, построенной в так называемой гномонической проекции. Это — проекция небесной сферы на плоскость, касающуюся небесной сферы

Тогда будет легче отметить, где на фоне звездного неба начался путь метеора и где он окончился. Отыскав соответствующие положения этих точек на звездной карте, нанесим их и соединим по линейке прямой линией. Стрелкой указываем направление полета метеора и рядом пишем порядковый номер. Под тем же номером запишем в журнал наблюдений данные о пролетевшем метеоре: время полета (с точностью до минут), видимую звездную величину (которую оцениваем по памяти сравнением с соседними звездами), продолжительность полета и цвет метеора.

На следующий день после наблюдений проводится их первичная обработка. Наложив на звездную карту прозрачную координатную сетку (кругов склонений и суточных параллелей), отсчитываем экваториальные координаты начала и конца пути каждого метеора; их также записываем в журнал.

К сожалению, отыскивать радиант на обычной карте звездного неба нельзя, так как она построена в неподходящий

выбранной нами точке. Таким образом, для получения радианта необходима особая координатная сетка. Все круги склонений на этой сетке изображаются пересекающимися в точке полюса прямыми линиями, а суточные параллели — эллипсами, параболой и гиперболой. Только небесный экватор изображен прямой линией (рис. 103).

Нанеся по измеренным координатам точки начала и конца видимой траектории метеора, соединив их прямой линией и продолжив эту линию в сторону, откуда летел метеор, мы должны найти на ней положение радианта.

Если бы наблюдения были безошибочными и все метеоры двигались бы по строго параллельным путям, то все их траектории, продолженные в обратном полете направлении, должны были бы пересечься в одной точке и оставалось бы только определить ее координаты. Однако на практике получается несколько иначе: пути всех метеоров, принадлежащих одному потоку, не пересекаются в одной точке, а выходят из небольшой площадки, которую называют площадью радиации. Радиант находится где-то внутри этой площадки.

Необходимую для обработки сетку наблюдатель может построить, пользуясь таблицей 9 (с. 301), где указаны прямоугольные координаты x и y для различных пар значений часового угла t и склонения δ .

Графический способ обработки наблюдений, конечно, прост, но оставляет у требовательного наблюдателя чувство неудовлетворенности, так как единого ответа не получается, и площадь радиации можно трактовать несколько произвольно. Если наблюдатель не пожалеет времени для выполнения довольно кропотливых вычислительных работ, то он может решить задачу гораздо определеннее и даже оценить точность полученных результатов.

Вторая программа ставит задачу определения численности метеоров и их распределения в пространстве. Для правильного статистического исследования нужно наблюдать не все небо, но строго ограниченный участок небесной сферы. Поэтому перед «метеорным креслом», изображенным на рис. 102, установлена ограничивающая поле зрения рамка, и регистрируются только те метеоры, которые пролетели внутри выделенной зоны. Метеоры на карту не наносятся, наблюдатель не должен отрываться от наблюдений, а диктует результаты наблюдений секретарю.

Выбор области неба зависит от желания наблюдателя: можно избрать полярную область, область около зенита и т. п.

В журнал наблюдений для каждого метеора должны быть занесены следующие данные: порядковый номер, момент полета, звездная величина в максимуме блеска, оценка угловой длины λ , оценка скорости полета, данные с направлением движения, сведения о положении траектории относительно ограничивающей поле зрения рамки, оценка зенитного расстояния середины траектории и описание всех особенностей — наличие вспышек, устойчивого метеорного следа и т. п.

Угловую скорость оценивают по следующей шкале:

«0» — стационарный метеор (вспыхнувшая точка),

«2» — медленный метеор, «4» — метеор средней скорости,

«6» — быстрый метеор.

Так как программа не предусматривает нанесения пути метеора на звездную карту, то направление полета метеора определяется по шкале «циферблата часов» (рис. 104). Если метеор летел по направлению к зениту,

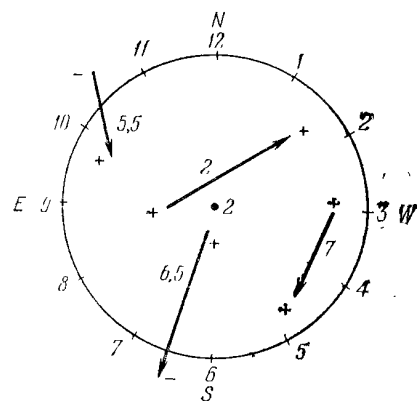


Рис. 104. Шкала «циферблат часов» для оценки направления полета метеоров.

то пишется число 12. Если он летел направо, то это направление характеризуется цифрой 3. При полете вниз, от зенита, — пишут цифру 6, и если налево — то 9. По мере накопления опыта пишут и другие, промежуточные цифры. Кроме того, отмечают расположение пути метеора относительно рамки, ограничивающей поле зрения. Если путь метеора начался и окончился внутри наблюдаемой области неба, то ставят знаки «+, +». Если метеор пролетел через

всю область, но начался и окончился за рамкой, то ставят знаки «-, -». В тех случаях, когда путь метеора начался вне рамки, но окончился внутри наблюдаемой области, ставят знаки «-, +». И, наконец, если метеор вспыхнул в наблюдаемой области, но погас вне ее пределов, то ставят знаки «+, -».

Для оценки принадлежности метеора к тому или иному потоку, готовясь к наблюдениям, надо посмотреть, где находятся радианты действующих в это время потоков. Более подробную инструкцию и список радиантов любитель может найти в «Постоянной части Астрономического Календаря».

Еще одна задача связана с наблюдениями телескопических метеоров. Неворуженным глазом они не видны, их можно видеть только в бинокль или телескоп. Обычно пути телескопических метеоров очень коротки. Часто они начинаются и оканчиваются в поле зрения телескопа, т. е. длина их пути меньше половины градуса. Эти наблюдения представляют большую ценность, так как телескопические метеоры, наблюдаемые визуально, изучены очень мало.

Полезно наносить пути телеметеоров на звездные карты Бопского Обозрения, на которых нанесены все звезды до 10-й величины, или на карты большого звездного атласа А. А. Михайлова, где изображены звезды вплоть до 8,25 звездной величины. Интересно проследить за телеметеорами потоков и определять по этим наблюдениям положение радианта.

Представляют также интерес статистические исследования телеметеоров путем организации их наблюдений в зенитной и полярной областях.

§ 54. Фотографические наблюдения метеоров

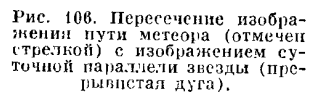
Фотографические наблюдения метеоров требуют применения светосильных, широкоугольных камер, высокочувствительных фотографических пластинок или пленок и могут проводиться только при темном фоне безлунного неба. Даже при этих условиях удается получать снимки только самых ярких метеоров. Однако из



Рис. 105. Снимок яркого метеора со вспышкой. Множество светлых тонких дуг — изображения звезд.

фотографических наблюдений можно получить гораздо более богатую информацию и потому их можно настоятельно рекомендовать. Эти наблюдения, вообще говоря, очень просты, так как наиболее точные результаты получаются при фотографировании неба неподвижными камерами, и для этого не надо параллактических установок и часового механизма.

Чтобы снимок можно было обработать, необходимо проделать следующее. Надо отметить по возможно более точным часам начало экспозиции T_0 и ее конец T_n .



Изображение метеора пересечет ряд суточных параллелей звезд. Мы будем определять координаты этих точек пересечения. Рассмотрим одно из пересечений, точку M (рис. 106).

Если на рис. 106 изобразить дугу небесного меридиана, то, очевидно, часовой угол точки M , который мы обозначим через t_M , должен измеряться дугой суточной параллели NM . Так как моменты T_2 и T_3 нам известны, мы можем вычислить по ним звездное время s_2 и s_3 , а затем, зная прямое восхождение звезды α , найти по формуле $t = s - \alpha$ часовые углы марок времени t'_2 и t_3 . Тогда часовой угол точки M вычислится с достаточной точностью по формуле

182

$$\alpha_M = s_M - t_M. \quad (5.2)$$

Наблюдения будут еще более ценными, если перед объективом установить быстро вращающийся обтюратор. Тогда можно определять и скорость полета метеора. Обтюратор — это прочный «пропеллер», укрепленный на вертикальной оси синхронного электромотора, число оборотов которого в секунду известно. Лопастей обтюратора должны быть настолько широкими, чтобы они полностью перекрывали объективы камер. Тогда, при вращении со скоростью 20—30 оборотов в секунду, на изображении метеора появятся перерывы. Измеряя координаты перерывов, можно определить угловую безопасность метеора. Конечно, необходимо соблюдать технику безопасности, так как быстро вращающийся обтюратор может нанести серьезные повреждения наблюдателям.

Особенно ценные результаты можно получить при помощи весьма простых приборов, организовав фотографические наблюдения спектров метеоров. Для этого надо приспособить к фотографической камере объективную призму. Для получения метеорных спектрограмм надо установить преломляющее ребро призмы параллельно суточному движению звезд. Снимок покроется изображениями спектров ярких звезд; каждая суточная параллель звезды растянется призмой в спектр. В нем мы сможем обнаружить темные просветы — изображения главнейших спектральных линий. Особенно хорошо видны в спектрах звезд спектрального класса А (см. § 65) линии водородной серии Бальмера. Они помогут нам сделать измерения, нужные для идентификации спектральных линий метеорного спектра.

Спектр метеора состоит из набора эмиссионных линий. Поэтому на снимке мы увидим вместо одного метеора несколько па-

параллельных друг другу монохроматических изображений. Конечно, их почернения будут весьма различными, так как не все линии имеют одинаковую интенсивность. Вообще говоря, эти почернения можно фотометрировать и тем самым определять их интенсивность и даже оценивать количественный состав тех или иных химических элементов. Однако прежде всего надо его определить качественно. Для этого необходимо отождествить спектральные линии. Это в свою очередь требует определения их длин волн.

Эта задача очень непростая, особенно если используется объективная призма.

§ 55. Вычисление положения радианта

Вместо описанного приближенного графического способа определения положения радианта можно предложить более трудоемкий, но гораздо более точный численный метод. Он особенно рекомендуется при обработке фотографических наблюдений.

Как известно, путь метеорного тела в земной атмосфере можно считать с большой точностью прямолинейным; отсюда следует, что его видимая траектория на небесной сфере — дуга большого круга, который мы будем называть метеорным кругом.

Расположение большого круга небесной сферы можно установить, определив астрономические координаты точки, удаленной от него на 90° — его полюса. Обозначим прямое восхождение полюса метеорного круга через A , а склонение через D . Наблюдения дают нам координаты по крайней мере двух точек метеорного круга, который мы обозначим через (α_1, δ_1) и (α_2, δ_2) . Найдем условие, которому должны удовлетворять координаты, чтобы расстояние от точки метеорного круга до его полюса было равно 90° . На рис. 107 изображены: M — точка метеорного круга, Π — его полюс,

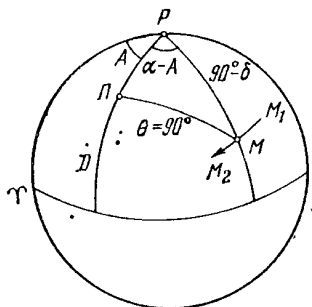


Рис. 107. К вычислению положения радианта.

P — полюс мира. Соединяющие эти точки дуги больших кругов образуют сферический треугольник $MP\Pi$, со сторонами $MP = 90^\circ - \delta$; $P\Pi = 90^\circ - D$; $PM = \theta = (90^\circ)$, и углом при полюсе мира P , равным разности прямых восхождений, т. е. $\angle PPM = \alpha - A$.

Применяя к стороне $M\Pi$ формулу косинусов (2.2), находим $\cos \theta = \cos (90^\circ - \delta) \cos (90^\circ - D) +$

$$+ \sin (90^\circ - \delta) \sin (90^\circ - D) \cos (\alpha - A).$$

В данном случае $\cos \theta = 0$, и после небольших простых преобразований получаем

$$-\sin \delta = \cos A \operatorname{ctg} D \cos \alpha \cos \delta + \sin A \operatorname{ctg} D \sin \alpha \cos \delta.$$

Если обозначить

$$\cos A \operatorname{ctg} D = x \text{ и } \sin A \operatorname{ctg} D = y, \quad (5.3)$$

то

$$x \cos \alpha \cos \delta + y \sin \alpha \cos \delta = -\sin \delta. \quad (5.4)$$

Это основное уравнение, которое решает задачу. Подставляя в него известные из наблюдений пары α_1, δ_1 и α_2, δ_2 , получаем два уравнения:

$$\text{и} \quad \left. \begin{aligned} x \cos \alpha_1 \cos \delta_1 + y \sin \alpha_1 \cos \delta_1 &= -\sin \delta_1 \\ x \cos \alpha_2 \cos \delta_2 + y \sin \alpha_2 \cos \delta_2 &= -\sin \delta_2. \end{aligned} \right\} \quad (5.5)$$

Решив их обычным способом, получим величины x и y , характеризующие положение полюса Π ; возводя равенства (5.3) в квадрат и складывая, а затем поделив их друг на друга, получим

$$\operatorname{ctg} D = \sqrt{x^2 + y^2} \text{ и } \operatorname{tg} A = \frac{y}{x}.$$

Заметим теперь, что после установления значений x и y мы можем подставить их в выражение (5.4) и тогда получим условие того, что любая точка, лежащая на данном метеорном круге, удалена от полюса на 90° и ее координаты α и δ должны этому уравнению удовлетворять.

Повторим все эти операции для пары точек, взятых на втором метеорном круге. В результате мы получим характеризующие его расположения величины x' и y' . Подставив их в (5.4), получим уравнение второго метеорного круга. Точка радианта должна находиться на этих двух кругах, а поэтому ее координаты α_R и δ_R должны удовлетворять двум уравнениям:

$$\left. \begin{aligned} x \cos \alpha_R \cos \delta_R + y \sin \alpha_R \cos \delta_R &= -\sin \delta_R, \\ x' \cos \alpha_R \cos \delta_R + y' \sin \alpha_R \cos \delta_R &= -\sin \delta_R. \end{aligned} \right\} \quad (5.6)$$

В этих уравнениях x, y, x' и y' известны и надо определить α_R и δ_R .

Решение этих уравнений, как легко показать, приводит к формулам:

$$\operatorname{tg} \alpha_R = \frac{x' - x}{y - y'} \quad \text{и} \quad \operatorname{tg} \delta_R = \frac{xy' - yx'}{\sqrt{(x' - x)^2 + (y' - y)^2}}. \quad (5.7)$$

Как мы увидим в следующем разделе, этот способ надо применять при обработке так называемых корреспондирующих фотографических наблюдений, которые состоят из одновременного слежения за небом из двух достаточно удаленных друг от друга пунктов.

При односторонних наблюдениях, когда положение радианта определяется по видимым траекториям многих метеоров, надо рекомендовать другой способ. Он несколько сложнее, но приводит к надежным результатам и позволяет оценить случайные ошибки наблюдений, что особенно важно при визуальных наблюдениях. Состоит этот способ в следующем.

Прежде всего уже описанным способом, по измеренным координатам точек метеорного круга, определяем величины x и y , которые характеризуют положение его полюса. Таким образом будут получены n пар значений x_i и y_i , по числу обрабатываемых метеоров.

Затем, разделив уравнение (5.6) на $\sin \delta_R$ и введя обозначение

$$X = \cos \alpha_R \operatorname{ctg} \delta_R; \quad Y = \sin \alpha_R \operatorname{ctg} \delta_R, \quad (5.8)$$

получим n уравнений:

$$x_i X - y_i Y = -1 \quad (i = 1, 2, 3, \dots, n). \quad (5.9)$$

Это система n уравнений с двумя неизвестными X и Y , и ее надо решать по способу наименьших квадратов, который описан в дополнении I (см. с. 284). Будут найдены наиболее вероятные значения X и Y . Если подставить их значения в каждое из уравнений (5.9), то образуются разности — невязки, которые характеризуют точность полученных результатов и всего использованного материала.

§ 56. Корреспондирующие наблюдения.

Определение высот

Цель корреспондирующих наблюдений состоит в построении истинной траектории метеора в земной атмосфере. Они проводятся одновременно из двух пунктов, находящихся на концах базиса. Изображения метеоров смещены в результате параллактического сдвига, который тем больше,

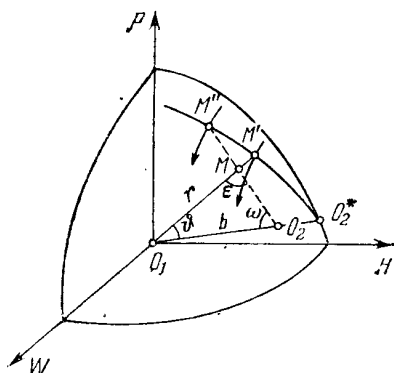


Рис. 108. Отыскание соответственных точек на траекториях одного базисного метеора.

чем больше длина базиса. Этот сдвиг и дает возможность решения поставленной задачи. Чтобы отождествить два смещенных метеорных круга, приходится отмечать время полета с точностью до секунд, так как отождествление производится исходя из совпадения моментов.

На рис. 108 изображены обстоятельства корреспондирующих наблюдений. Основной пункт наблюдений обозначен через O_1 и выбран за начало прямоугольных пространственных координат. Ось O_1P , вдоль которой измеряется аппликата ξ , направлена в полюс мира, ось O_1H расположена в плоскости небесного меридиана и в плоскости небесного экватора; вдоль нее измеряется абсцисса ξ . Третья ось O_1W , вдоль которой измеряется ордината η , перпендикулярна к первым двум и направлена в точку запада.

На этом же рисунке изображен второй пункт наблюдений — точка O_2 . Отрезок O_1O_2 есть длина базиса, обозначенная через b . Двумя отрезками дуг со стрелками изображены части метеорных кругов на небесной сфере. Через точку M' проходит метеорный круг, наблюдающийся из пункта O_1 , а через M'' — из O_2 . Истинная траектория метеора не изображена. На ней показана точка M . Прямая O_1M пересекает метеорный круг M' в точке M' ; прямая O_2M пересекает метеорный круг M'' в точке M'' . Угол ϵ — параллактическое смещение, которое надо определить. Точки M' и M'' называются соответственными и их положения подлежат определению.

В дальнейших вычислениях придется использовать величины, характеризующие положение пункта O_2 . Этот пункт, если на него смотреть из начала координат, проектируется на небесную сферу в точку O_2^* . Нам понадобятся часовый угол t^* и склонение δ^* этой точки на небесной сфере наблюдателя, находящегося в пункте O_1 . Чтобы их определить, надо знать широту и долготу пунктов $O_1(\varphi_1, \lambda_1)$ и $O_2(\varphi_2, \lambda_2)$. Кроме того, надо учитывать высоту пунктов наблюдений над уровнем моря h_1 и h_2 .

Не приводя вывода формул, дадим окончательные выражения, которые позволяют вычислить t^* и δ^* .

Сначала вычисляем вспомогательные величины

$$\Delta\varphi = \varphi_2 - \varphi_1, \quad \Delta\lambda = \lambda_1 - \lambda_2.$$

Затем, обозначив через ρ радиус Земли, который определяется в зависимости от широты формулой

$$\rho = 6378140 - 21201 \sin^2 \varphi' - 179 \sin^4 \varphi' + \dots \text{ (метров),}$$

определяем величины $R_1 = \rho_1 + h_1$ и $R_2 = \rho_2 + h_2$ и находим $\Delta R = (\rho_2 + h_2) - (\rho_1 + h_1)$.

Теперь вычисляем прямоугольные координаты точки O_2 по формулам:

$$\begin{aligned} \xi^* &= \Delta R \cos \varphi_1 - R_1 \sin \varphi_1 \sin \Delta\varphi; \\ \eta^* &= R \cos \varphi_1 \sin \Delta\lambda; \quad \zeta^* = R \cos \varphi_1 \sin \Delta\varphi \end{aligned}$$

и наконец находим

$$\begin{aligned} b &= \sqrt{\xi^{*2} + \eta^{*2} + \zeta^{*2}}; \quad \sin \delta^* = \frac{\zeta^*}{b}; \\ \sin t^* &= \frac{\eta^*}{b \cos \delta^*}; \quad \cos t^* = \frac{\xi^*}{b \cos \delta^*}, \end{aligned}$$

откуда определяем t^* и δ^* — экваториальные координаты точки O_2^* в системе координат небесной сферы наблюдателя O_1 . Заметим, что при этих вычислениях мы использовали не географические широты, а геоцентрические, вычисляемые по формуле

$$\varphi' = \varphi - 692'' \cdot 6 \sin 2\varphi + \dots$$

Приведенные выше формулы — приближенные.

Величины t^* и δ^* постоянны. Однако если мы ведем обработку наблюдений, используя координаты α и δ , то надо для каждого метеора находить α^* , которое равно: $\alpha^* = s - t^*$.

После этих подготовительных вычислений можно приступить к обработке корреспондирующих наблюдений. отождествив по моменту времени полета два изображения (или рисунка) одного и того же метеора, выбираем на каждом из них по две точки и, как было описано в предыдущем разделе, находим величины, характеризующие положения полюсов метеорных кругов: x', y' для метеора, наблюдавшегося из пункта O_1 , и x'', y'' для метеора, зарегистрированного в пункте O_2 . Можно, если угодно, определить и координаты радианта α_R и δ_R . Но это для интересующей нас задачи в данном случае не обязательно.

Мы знаем, что, располагая величинами x, y , мы можем написать уравнения двух метеорных кругов:

$$(\text{круг } M') \quad x' \cos \alpha \cos \delta + y' \sin \alpha \cos \delta = -\sin \delta,$$

$$(\text{круг } M'') \quad x'' \cos \alpha \cos \delta + y'' \sin \alpha \cos \delta = -\sin \delta.$$

Теперь мы можем определить координаты соответственных точек. Лучи O_1M' , O_2M'' и $O_1O_2^*$ лежат в одной плоскости, которая проходит через центр небесной сферы — точку O_1 . Поэтому точки M'' , M' и O_2^* должны лежать на одном большом круге. Выбираем на нем две точки M' и O_2^* . По их координатам составляем уравнение большого круга, для этого надо решить совместно два уравнения:

$$X \cos \alpha' \cos \delta' + Y \sin \alpha' \cos \delta' = -\sin \delta'$$

и

$$X \cos \alpha^* \cos \delta^* + Y \sin \alpha^* \cos \delta^* = -\sin \delta^*.$$

Решая, получим координаты X и Y , характеризующие положение полюса большого круга, проходящего через M' и O_2^* , на котором лежит и точка M'' . Чтобы найти ее координаты, надо решить совместно уравнения

$$X \cos \alpha'' \cos \delta'' + Y \sin \alpha'' \cos \delta'' = -\sin \delta'' \quad (5.10)$$

и

$$x'' \cos \alpha'' \cos \delta'' + y'' \sin \alpha'' \cos \delta'' = -\sin \delta'', \quad (5.11)$$

так как M' является точкой пересечения круга $M'M''O_2^*$ с кругом M'' .

Сначала, исключая $\sin \delta''$, находим

$$\operatorname{tg} \alpha'' = -\frac{X - x''}{Y - y''}, \quad (5.12)$$

а затем, используя соотношение $\cos^2 \alpha'' = \frac{1}{1 + \operatorname{tg}^2 \alpha''}$, вычисляем

$$\operatorname{tg} \delta'' = \frac{+ (x''Y - y''X)}{\sqrt{(X - x'')^2 + (Y - y'')^2}}. \quad (5.13)$$

Итак, нами найдены координаты соответственных точек M' и M'' .

Для определения параллактического смещения ϵ внимательно ее присмотримся к рис. 108. У каждого наблюдателя своя небесная сфера, и ее радиус очень велик по сравнению с длиной базиса b . Если совместить центры небесных сфер O_1 и O_2 , то можно считать, что луч O_2M'' должен быть перенесен параллельно себе в точку O_1 . Нетрудно видеть, что угол между этими лучами равен углу O_1MO_2 , который и равен параллактическому смещению. Применяя формулу косинусов (2.2), получаем

$$\cos \epsilon = \sin \delta' \sin \delta'' + \cos \delta' \cos \delta'' \cos (\alpha'' - \alpha'). \quad (5.14)$$

Для решения треугольника O_1MO_2 нужны еще два угла. Один из них θ — угол между лучами O_1O_2 и O_1M . По той же формуле

$$\cos \theta = \sin \delta' \sin \delta^* + \cos \delta' \cos \delta^* \cos (\alpha^* - \alpha'). \quad (5.15)$$

Третий угол

$$\omega = 180^\circ - \theta - \epsilon. \quad (5.16)$$

Теперь по теореме синусов определяем из треугольника O_1MO_2 расстояние

$$O_1M = b \frac{\sin \omega}{\sin \epsilon}. \quad (5.17)$$

Проектируя O_1M на оси координат, найдем

$$\left. \begin{aligned} \xi_M &= r \cos \delta' \cos t', \\ \eta_M &= r \cos \delta' \sin t', \\ \zeta_M &= r \sin \delta'. \end{aligned} \right\} \quad (5.18)$$

Мы получили прямоугольные координаты точки M в экваториальной системе. Нам нужны ее координаты в горизонтальной системе, у которой ось O_1x направлена на юг, ось O_1y на запад и ось O_1z — в зенит. Тогда z будет приблизительно равна превышению высоты точки M над высотой точки O_1 над уровнем моря. Эти величины вычисляются по формулам:

$$\left. \begin{aligned} x &= \xi \sin \phi_1' - \zeta \cos \phi_1', \\ y &= \eta, \\ z &= \xi \cos \phi_1' + \zeta \sin \phi_1'. \end{aligned} \right\} \quad (5.19)$$

Достаточно прибавить к z высоту h_1 точки O_1 над уровнем моря и будет найдена высота точки M .

§ 57. Метеорные следы

Во время полета через атмосферу метеорное тело вызывает в ней хотя и кратковременные, но значительные изменения. Вдоль всего пути метеорного тела остается насыщенный электронами «метеорный» ионизационный столб. Он постепенно рассеивается — диффундирует в окружающее невозмущенное метеором пространство.

Пониозионный столб способен рассеивать радиоволны, и открытие этого его свойства привело к возникновению новой отрасли науки — метеорной радиолокационной астрономии. Направляя в атмосферу радиопульсы, астрономы регистрируют их отражение от метеорных столбов в тех случаях, когда эти столбы возникают. Появилась возможность обнаруживать и наблюдать метеорные явления в любое время суток, в любую погоду.

Существуют также устойчивые метеорные следы, образующиеся после полета яркого метеора (далеко не каждого), которые видны более или менее длительное время, по крайней мере в течение нескольких минут. За это время метеорный след постепенно ослабляет свою яркость, в нем появляются отдельные сгущения.

Практика показала, что видимый невооруженным глазом след не всегда оказывается устойчивым и почти мгновенно рассеивается. С другой стороны, бывает и так, что устойчивый след виден

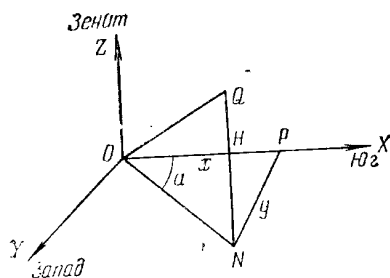


Рис. 109. Координатные оси для вычисления горизонтального дрейфа метеорного следа.

в бинокль или телескоп, в то время как невооруженным глазом он вообще не был замечен. Таким образом, тем, кто интересуется наблюдениями устойчивых метеорных следов, рекомендуется просматривать конец траектории каждого яркого метеора в бинокль или в телескоп, обладающий достаточно большим полем зрения.

Явление протекает примерно так. В первые секунды существования устойчивого следа он выглядит в виде серебристой

полосы длиной примерно в 3—4°. В течение 3—4 секунд эта полоса остается неподвижной, а затем начинает смещаться на фоне звездного неба, покрывая встретившиеся на пути звезды. Полезно отмечать, с точностью до секунды, моменты покрытия отдельных звезд. В средней продольной части следа иногда наблюдается параллельная его краям темная «трубка».

Особо ценны двусторонние, корреспондирующие наблюдения устойчивого метеорного следа, но таких пока очень мало.

Сложность наблюдений состоит в том, что наблюдатель, обнаружив в бинокль (или телескоп) устойчивый метеорный след, сначала проводит наблюдения за его движением, отмечая те или иные положения и моменты времени (что лучше делать секретарю по командам наблюдателя), а затем отождествляет область неба со звездной картой.

Пусть из таких наблюдений мы установили стоккупность таких данных: T_i — момент, α_i — прямое восхождение и δ_i — склонение. Эти наблюдения могут быть обработаны при условии, что мы будем считать высоту следа неизменной и пренебрегать возможными вертикальными движениями.

При обработке мы прежде всего переводим экваториальные координаты в горизонтальные, т. е. получаем азимуты и зенитные расстояния каждой из точек. При этом придется для каждого момента среднего времени вычислить соответствующее ему звездное время.

Затем выберем пространственную прямоугольную систему координат $OXYZ$, направив ось OX на юг, ось OY на запад и ось OZ в зенит (рис. 109). Из точки Q метеорного следа опускаем перпендикуляр QN на плоскость OXY . Образуется треугольник OQN , в котором, по нашему предположению, катет QN известен и равен $H = 83$ км. Тогда отрезок $ON = H \operatorname{tg} z$. Угол PON равен азимуту a точки Q , и из треугольника OPN находим

$$x = H \operatorname{tg} z \cos a, \quad y = H \operatorname{tg} z \sin a. \quad (5.20)$$

Выполнив эти вычисления для начальной точки, мы получим x_1 и y_1 . Проделав то же самое для последней точки, найдем x_n и y_n . Разделив на промежуток времени $t_n - t_1$, выраженный в секундах, получим проекции скорости дрейфа v на оси координат:

$$v_x = \frac{x_n - x_1}{t_n - t_1}, \quad v_y = \frac{y_n - y_1}{t_n - t_1}. \quad (5.21)$$

Очевидно, что v_x — проекция на южное направление, а v_y — на западное. Величина полной скорости имеет вид

$$v = \sqrt{v_x^2 + v_y^2}. \quad (5.22)$$

Для определения направления скорости используем формулу

$$\operatorname{tg} \psi = v_y / v_x. \quad (5.23)$$

Этот угол ψ составлен направлением скорости v с направлением на юг и отсчитывается от последнего по часовой стрелке.

Из совокупности таких наблюдений можно построить «розу ветров» в метеорной зоне.

Вообще говоря, «ловцам» метеорных следов можно рекомендовать такую технику фотографических наблюдений. К телескопу нужно прикрепить светосильную камеру так, чтобы их оптические оси были параллельны. Найдя след и выделив в нем какую-либо деталь, надо производить экспозиции длительностью около 10—15 секунд, гидируя инструмент по движению выбранной детали, т. е. перемещая телескоп так, чтобы деталь все время была в центре поля зрения телескопа. При этом желательно, чтобы наблюдатель, расположенный во втором пункте наблюдений, также организовал свои фотографические наблюдения, делая перерывы в экспозициях через заранее условленное время.

Сравнение снимков между собой даст возможность отыскать при обработке наблюдений соответственные точки на снимках изображений. При обработке этих наблюдений применяются те же самые формулы, которые приведены в § 56, с тем отличием, что

координаты соответственных точек нельзя будет искать из уравнений больших кругов, как это было в случае измерения и обработки корреспондирующих снимков метеоров.

Как же поступить в данном случае? Лучшее, что можно рекомендовать, — это использование гномонической координатной сетки.

Зная t_i и δ_i , можно нарисовать изображение следа, со всеми замеченными подробностями, на гномонической сетке.

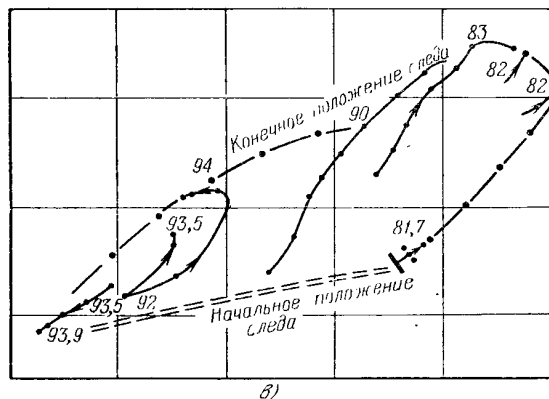
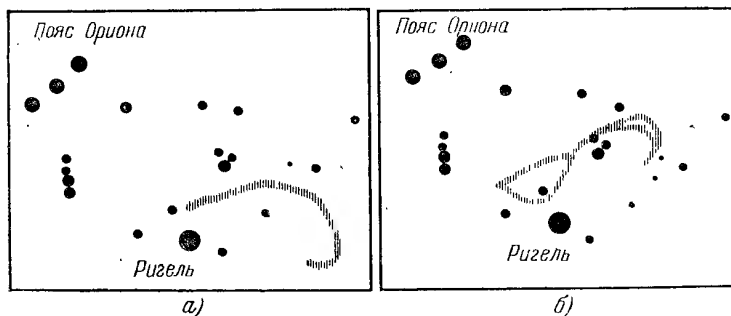


Рис. 110. Движение метеорного следа, сфотографированного из двух пунктов 17—18 ноября 1966 г.: а) вид следа в 1 ч. 56 м. 51 с.; б) — вид следа в 2 ч. 00 м. 21 с. (след изменил положение и яркость его ослабела); в) — начальное и конечное положения следа над поверхностью Земли. Линиями показаны траектории отдельных участков следа. Числа показывают высоту в км.

Прodelав те же самые операции со вторым снимком, мы получим на одной гномонической сетке два изображения одного и того же следа. Нанеся на эту карту положение точки O_2^* и проводя через нее прямые линии, мы сумеем определить координаты соответственных точек.

Каждая пара синхронных снимков дает возможность определить высоты и положения тех точек земной поверхности, в которых выделенные детали следа падают в зените, т. е. нарисовать фигуру следа в трех измерениях.

При наличии нескольких пар синхронных снимков можно изучить динамику развития следа и, в частности, установить, с какими скоростями и в каких направлениях двигались отдельные образования, на которые распался след.

На рисунке 110 приведены результаты такой обработки метеорного следа, снимки которого получены из двух пунктов Х. Гульмедовым и его сотрудниками. Стрелками показаны направления движений.

§ 58. Болиды и метеориты

Иногда наблюдатель становится свидетелем полета по небу «огненного шара», в некоторых случаях оставляющего после себя светящийся или темный «дымовой» след. Это болид — результат проникновения в земную атмосферу более крупного тела. Сведения о болидах представляют большую научную ценность, так как бывают случаи, когда тело не полностью разрушается в атмосфере, а долетает до поверхности Земли. Тогда говорят, что выпал метеорит.

При ночных наблюдениях следует отметить момент появления болида и нанести его путь на звездную карту, как это делается при наблюдениях метеоров. В дневное время этого сделать нельзя и потому надо указать, хотя бы приблизительно, азимуты и высоты точек появления и исчезновения болида, отметив время наблюдения. Иногда болид появляется из-за горизонта и, пролетев по всему небесному своду, скрывается за горизонтом. Тогда нужно отметить эти точки горизонта, с тем, чтобы определить их азимуты. Такие наблюдения особенно важны потому, что по нескольким наблюдениям, сделанным из разных пунктов, можно попытаться установить место падения метеорита, а затем отыскать его. Одним из признаков падения метеорита служат звуковые явления, сопровождающие полет болида. Если через некоторое время после полета болида будет слышен гул, напоминающий отдаленный взрыв, то это почти верный признак выпадения метеорита. Падая на поверхность Земли, метеорит чаще всего выбивает воронку, подобную воронкам от артиллерийских снарядов или авиабомб. Сам метеорит покоится на дне воронки, и его легко можно узнать по оплавленной коре. Если вам повезет найти метеорит, никоим образом не допускайте расчленения его на части. Он должен быть сохранен в том виде, в каком найден, так как метеориты представляют огромную ценность для науки. Находящийся в Москве Комитет по метеоритам Академии наук СССР собирает их, коллекционирует, исследует их химические и физические свойства, а затем хранит в музее. О каждом полете болида, а тем более о выпадении метеорита надо сообщать в Академию наук СССР.

Помимо тех наблюдений, которые описаны выше, надо также оценить блеск болида и его диаметр (по сравнению с размерами лунного или солнечного диска), а также описать его вид — имел

ли он шарообразную, овальную или капельную форму, был ли у него след — яркий (ночью) или темный (дымовой — днем), который полезно сфотографировать.

Во время полета через атмосферу метеорное тело часто дробится на отдельные куски. Если при этом они долетают до поверхности Земли, то выпадает не один метеорит, а «метеоритный дождь». Поэтому, если вам удастся найти метеорит, осмотрите окрестности, нет ли еще других осколков. Помните, что метеориты принадлежат государству и подлежат передаче Академии наук СССР.

Глава VI

СОЛНЦЕ

§ 59. Общие сведения о Солнце

Солнце — ближайшая к нам звезда. Солнце огромно как по размерам, так и по массе. Его диаметр в 109 раз превосходит диаметр Земли, а объем — в 1 306 000 раз. Масса Солнца в 333 000 раз больше массы Земли и потому средняя плотность вещества равна $1,4 \text{ г/см}^3$, что почти в четыре раза меньше средней плотности Земли.

Температура поверхности Солнца близка к 5800° . В недрах Солнца она гораздо выше и в центральной зоне достигает 15 млн. градусов. В результате высокой температуры вещество Солнца газообразно, а в его недрах атомы химических элементов «расщеплены» на атомные ядра и свободно движущиеся электроны.

Вся газообразная масса Солнца удерживается общим притяжением к его центру. Верхние слои сжимают своим весом более глубокие, и по мере увеличения глубины залегания слоя сжатие возрастает. В недрах Солнца давление достигает сотен миллиардов атмосфер, в связи с чем и плотность вещества в солнечных глубинах весьма велика: в центре Солнца она измеряется несколькими десятками граммов в кубическом сантиметре!

Это способствует протеканию в солнечных недрах термоядерных реакций, при которых водород превращается в гелий с выделением ядерной энергии. Эта энергия постепенно «просачивается» сквозь непрозрачное солнечное вещество во внешние слои и отсюда излучается в мировое пространство.

При достижении внешней границы Солнца (фотосферы) непрозрачность вещества почти скачкообразно уменьшается, вследствие чего мы наблюдаем резко очерченный солнечный диск, хотя твердой поверхности у Солнца нет.

Видимая солнечная поверхность — фотосфера — посылает в пространство все лучи непрерывного спектра. Над фотосферой расположен более разреженный слой, в котором возникают спектральные линии поглощения. Производя анализ солнечного спектра, содержащего свыше 30 тысяч линий поглощения, мы устанавливаем химический состав не фотосферы, а расположенных над ней слоев. В спектре Солнца найдено присутствие спектральных линий более 60 химических элементов.

Толщина фотосферы невелика, всего около 200 км. Над ней расположен слой хромосферы, имеющий в среднем толщину около 20 000 км. Хромосферу мы видим во время полных солнечных затмений (см. § 62). Современные спектральные приборы позволяют наблюдать хромосферу каждый ясный день, не дожидаясь полного солнечного затмения. Хромосфера — слой, в котором происходят быстрые конвективные движения газов, поднимающихся

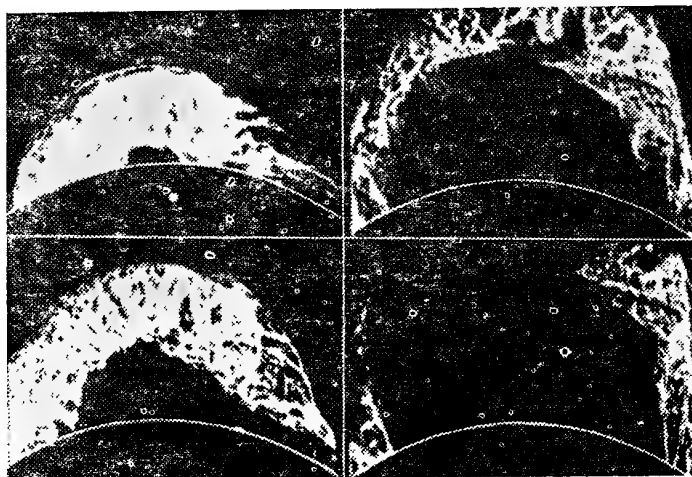


Рис. 111. Четыре снимка огромного эруптивного протуберанца, наблюдавшегося на протяжении часа 4 июня 1946 г. Для сравнения на левом верхнем снимке белым кружком изображены размеры Земли.

вверх и опускающихся вниз. Этим и вызвано ее струнистое строение. Были также обнаружены сравнительно небольшие, быстро движущиеся кратковременные выступы из хромосферы — спиккулы (колоски), существующие всего несколько минут.

В хромосфере берут начало и более мощные выбросы газов, возвышающиеся иногда до 250 000 км (и более) — протуберанцы. Среди них выделяются два основных типа: стационарные, медленно изменяющиеся устойчивые облака газов, находящиеся во взвешенном состоянии над хромосферой, и быстро изменяющиеся — эруптивные (изверженные), которые с большими скоростями, подчас превышающими 500 км/с отрываются от хромосферы, вздымаясь на большие высоты. Они поднимаются, а затем или рассеиваются в атмосфере или падают обратно внутрь хромосферы (рис. 111). Бывали случаи, когда вещество протуберанца преодолевало солнечное притяжение и уходило в мировое пространство.

Изобретены спектральные приборы, позволяющие производить ежедневные наблюдения протуберанцев и хромосферы. Специальный, очень сложный светофильтр дает возможность наблюдать солнечный диск и его окрестности в монохроматическом свете и

в нем видеть распределение тех или иных химических элементов в солнечной атмосфере: были обнаружены скопления, содержащие избыток водорода, — так называемые водородные флоккулы. Известны также и кальциевые флоккулы. Регулярные наблюдения позволяют проследить за изменениями флоккул со временем.

Над хромосферой расположена простирающаяся на расстояния до 2 000 000 км солнечная корона. Корона — изумительно красивый объект для наблюдений; к сожалению, ее можно видеть только во время полной фазы солнечного затмения, когда Луна закрывает от нас диск Солнца. Солнечная корона состоит из двух частей — внутренней и внешней. Внутренняя корона — это желтоватый бесструктурный ободок, который окружает хромосферу. Внешняя корона — длинные струи серебристого цвета, «лучи» неправильной формы, отходящие от Солнца на очень большие расстояния. Вид солнечной короны не всегда одинаков. Это связано с периодическим изменением солнечной активности (см. § 60). Наиболее вытянутая форма короны наблюдается во время минимума активности (рис. 112).

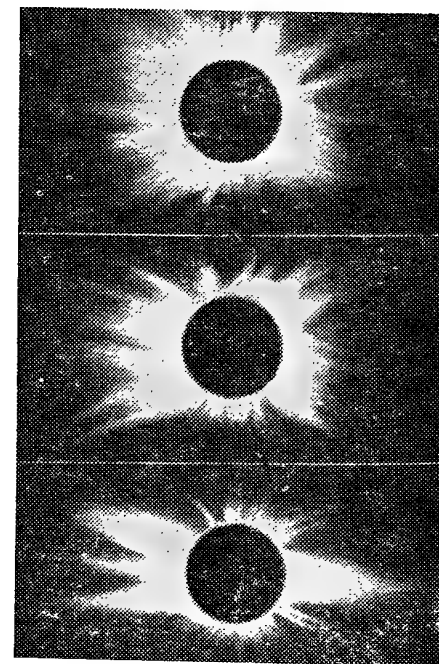


Рис. 112. Три снимка солнечной короны: верхний — в максимуме солнечной активности, нижний — в минимуме.

Солнечная корона — сложное образование. В ней содержатся атомы различных химических элементов и свободные электроны, движущиеся с очень большими скоростями. И те, и другие, освещенные солнечными лучами, рассеивают падающий на них солнечный свет и становятся видимыми для земного наблюдателя.

Во внутренней короне обнаружены эмиссионные спектральные линии, которые долгое время приписывали неизвестному на Земле химическому элементу — «коронию». Оказалось, что трудно отождествимые спектральные линии «корония» испускаются 12-кратно ионизованными атомами железа, 14-кратно ионизованными атомами кальция и др. Для того чтобы атомы могли потерять такое количество электронов, необходимо, чтобы они сталкивались друг с другом при скоростях, которые соответствуют температуре в 2 миллиона градусов!

Однако не все излучение внутренней короны обязано эмиссионному свечению ионизованных атомов. Внутренняя корона испускает также и непрерывный спектр в результате рассеяния солнечного излучения.

Внешняя корона состоит из ионизованного водорода и свободных электронов. Электроны, как более подвижные, менее массивные частицы, способны рассеивать падающий на них солнечный свет гораздо эффективнее протонов. Эти потоки электронов

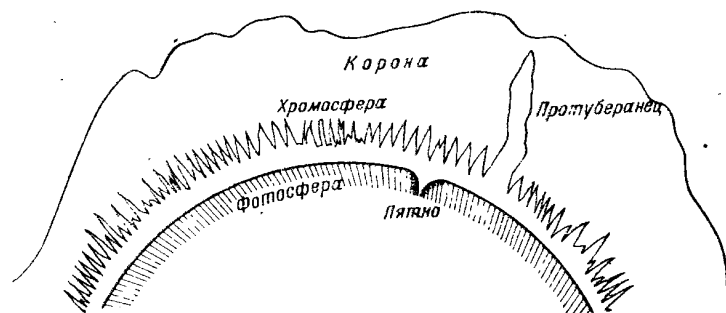


Рис. 113. Строение внешних слоев Солнца (разрез).

мы и наблюдаем в лучах внешней солнечной короны. Однако для количественного объяснения этого свечения приходится принять, что и в далеких областях солнечной оболочки температура достигает нескольких миллионов градусов. Правда, это температура «электронная», т. е. измеряющая скорости движений электронов.

Изменение солнечной активности, происходящее с периодом немного большим 11 лет, приводит к изменениям обилия электронов, что сказывается на виде короны. В годы максимума солнечной активности корона более «сферична».

Что же «разгоняет» электроны до таких огромных скоростей? Непосредственно над фотосферой возникают волновые движения газов. Выходя в менее плотную среду солнечной короны, эти волны превращаются в так называемые ударные волны, идущие со скоростями, превышающими скорость распространения звука. Они и «разогревают» солнечную корону.

Заметим в заключение, что солнечная корона испускает также радиоволны, причем радиоизлучение Солнца может быть спокойным и возмущенным. Источником и того и другого излучений является торможение электронов в короне.

Как известно, равномерно движущийся электрон электромагнитного излучения не испускает (если он движется со скоростью, много меньшей скорости света). Он испускает электромагнитное излучение, в данном случае радиоволны, если он тормозится. Такое торможение должно происходить в солнечной короне, так как электроны обязательно проходят около атомных ядер и под

действием их притяжения тормозятся, а торможение сопровождается излучением.

В «спокойной» короне электронная температура достигает 1—2 миллионов градусов. Однако бывают случаи, когда сквозь корону пролетают быстрые потоки наэлектризованных частиц. Тогда корона становится на время «неспокойной», она испускает более мощные радиоволны, а ее электронная температура временно поднимается до 2 миллиардов градусов!

Общая схема строения внешних слоев Солнца приведена на рис. 113.

§ 60. Вид поверхности Солнца и его осевое вращение

Солнечный диск нельзя наблюдать без больших предосторожностей. Смотреть на него даже через темное стекло крайне опасно: стекло может лопнуть и наблюдатель ослепнет. Поэтому лучше всего заменить прямые наблюдения Солнца наблюдениями его изображения на экране. Вдвигая или выдвигая окуляр, можно отбросить увеличенное изображение солнечного диска на белый экран, поставленный перпендикулярно к главной оптической оси телескопа. Изменяя расстояние экрана от окуляра, можно изменять увеличение, но этому обычно препятствует рассеянный солнечный свет. В затемненной комнате можно получить очень большое увеличение и довести изображение солнечного диска до метра в диаметре.

Мы увидим на экране резко очерченный диск Солнца, покрытый «рябью». Создается впечатление белоснежной скатерти, на которой густым слоем рассыпаны рисовые зерна. Это явление называется грануляцией солнечной фотосферы. Яркие «зерна», имеющие поперечники, достигающие нескольких сотен километров, быстро в течение нескольких минут возникающие и исчезающие, называются гранулами. Это поднимаются и опускаются в солнечной атмосфере потоки горячих и охлажденных газов.

Кое-где между гранулами видны темные пятнышки — поры, которые также изменчивы. С течением времени пора может или исчезнуть или развиться в солнечное пятно.

Солнечные пятна (рис. 114) — наиболее доступные для наблюдений образования. Иногда они достигают таких больших размеров, что их можно заметить на диске Солнца и невооруженным глазом. Размеры солнечных пятен весьма разнообразны. Иногда они достигают 100 000 км в диаметре. Пятно состоит из темной тени и окружающей его полутени. Иногда, как показано на рис. 114, пятно разделено на две части ярким «фотосферным мостом». Часто наблюдаются группы пятен; в некоторых случаях вся группа окружена общей полутенью.

Солнечное пятно — это углубление в фотосфере, имеющее форму воронки; вещество солнечного пятна движется, втекая в него в верхних слоях и растекаясь от центра к краям в глубо-

ках нижних слоев. Солнечные пятна обладают сильными магнитными полями, которые вызваны быстрыми вихревыми движениями заряженных частиц.

Пятна изменчивы как по размерам, так и по форме. В течение некоторого более или менее длительного промежутка времени данное солнечное пятно, родившееся из поро, развивается, постепенно увеличиваясь, иногда разделяясь на несколько отдельных

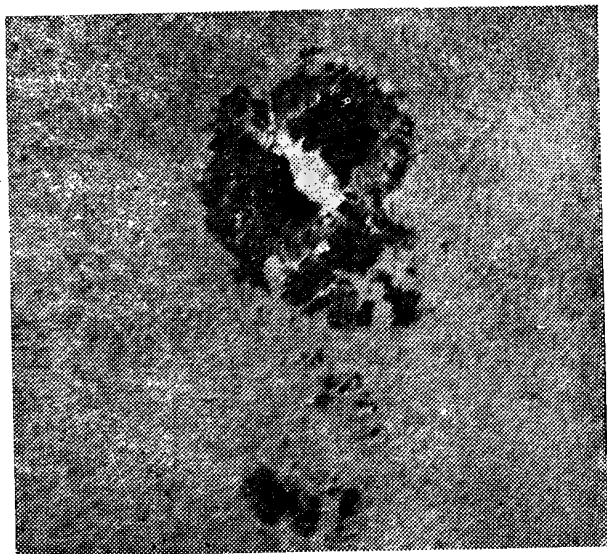


Рис. 114. Солнечное пятно, пересеченное фотосферным мостом.

пятен. Затем начинается период распада пятен. Они уменьшаются в размерах, затягиваются фотосферой и, наконец, исчезают.

Периоды «жизни» пятен весьма разнообразны. Бывают пятна, существующие всего несколько суток. Иногда наблюдаются группы пятен и отдельные пятна, у которых период «жизни» тянется несколько месяцев.

Выполняемые ежедневно рисунки пятен представляют большой интерес, так как по ним можно проследить за изменением вида и размеров этих интересных образований, особенно если использовать большое увеличение.

Ежедневные наблюдения солнечных пятен, состоящие в панораме их положения на солнечном диске, позволяют обнаружить осевое вращение Солнца. Ось вращения наклонена к плоскости эклиптики под углом, равным $82^{\circ}45'$. Проходящая через центр Солнца перпендикулярно к оси его вращения плоскость пересекает поверхность Солнца по солнечному экватору, который наклонен к эклиптике под углом $7^{\circ}15'$.

Для определения положений пятен и других деталей введены гелиографические координаты — широта и долгота, аналогичные географическим координатам точек земной поверхности.

Солнце вращается не как одно целое. На солнечном экваторе период вращения равен 25,38 средних суток. По мере возрастания гелиографической широты период возрастает и в полярных областях равен 34 суткам.

Кроме пятен, вблизи краев солнечного диска наблюдаются светлые области — факелы. Это облака более нагретых газов, взвешенные в более высоких слоях солнечной атмосферы. Очень часто, когда пятно находится на краю диска, мы видим окружающие его группы факелов — факельные поля. Факелы, так же как пятна, очень изменчивы и по форме и по размерам.

Многолетние наблюдения показали, что число солнечных пятен и общая занятая ими площадь изменяются со временем. Когда на Солнце видно очень много пятен, наступает максимум солнечной активности. Минимум наступает тогда, когда диск Солнца совершенно чист (на нем не видно ни одного пятна), или имеется не более двух-трех небольших пятен вблизи солнечного экватора.

Солнечная активность подвержена периодическим изменениям с периодом, равным в среднем 11,06 года. Однако не все ее максимумы одинаково высоки. По-видимому, есть еще и другие, более продолжительные периоды. Последний максимум наблюдался в 1980 г.

Хотя причина изменения солнечной активности еще не окончательно выяснена, установлен ряд характеризующих ее важных фактов.

Во-первых, после минимума солнечной активности пятна начинают появляться в высоких гелиографических широтах, т. е. далеко от солнечного экватора (но не выше $\pm 60^{\circ}$). Затем с течением времени пятна возникают в областях с меньшими гелиографическими широтами, и перед новым минимумом они появляются в экваториальной зоне.

Во-вторых, большинство пятен возникает парами. То пятно, которое является первым во вращательном движении Солнца называется «головным»; второе пятно называется «хвостовым». Специальные наблюдения позволяют определить напряженность магнитного поля пятна и его полярность. Оказалось, что головное и хвостовое пятна обладают противоположными полярностями. При этом, если в северном полушарии Солнца головное пятно обладает южной полярностью, а хвостовое — северной, то в южном полушарии Солнца полярность пятен обратная (головное имеет северную, а хвостовое — южную полярность). Это наблюдается у всех парных пятен на протяжении всего данного цикла солнечной активности.

По прошествии цикла солнечной активности, т. е. примерно через 11 лет, полярность пятен изменяется на обратную. Теперь на протяжении всего следующего цикла головное пятно северного полушария будет иметь северную полярность, а южного — юж-

ную. Таким образом, период солнечной активности надо считать близким не к 11, а к 22 годам.

Изучение солнечной активности — очень важная задача, так как установлено, что ряд явлений на Земле тесно связан с ней.

Для определения солнечной активности введен индекс Вольфа W , который определяется следующим образом:

$$W = 10g + f, \quad (6.1)$$

где через g обозначено количество групп солнечных пятен, а через f — общее число пятен.

Уточним понятие о группе, учитываемой при вычислении g . Прежде всего принято считать каждое единичное пятно или отдельную пару группой. Так, например, если в данный момент на солнечном диске видна одна большая группа пятен, два одиночных пятна и пять отдельных пар, то $g = 8$. Группой считается несколько пятен, расположенных на площади, простирающейся на $5-7^\circ$ по гелиографической широте и на $10-15^\circ$ по гелиографической долготе.

При образовании числа Вольфа учитывается и число отдельных пятен. Надо уточнить и это понятие. Часто наблюдаются весьма сложные пятна, особенно входящие в группы. Фотосферные мосты разделяют их на части. Поэтому каждое отдельное ядро, заключенное внутри пятна или группы, считается пятном и добавляет единицу в f . Пара также считается пятном. Обособленная область полутени, не обладающая ядром, также считается за пятно.

Из этого ясно, что число Вольфа — понятие весьма условное. Его величина зависит от многих факторов, главным образом от качества и размеров инструмента. Для унификации условий наблюдений зарисовки солнечного диска делают на экране, совмещив изображение диска с окружностью диаметром 100 мм; часовой механизм телескопа при этих зарисовках должен быть включен. Затем надо остановить часовой механизм и по суточному движению какого-либо пятна наметить направление суточной параллели, если мы хотим по этому рисунку определить также и гелиографические координаты солнечных пятен.

При совместной обработке наблюдений, выполненных различными наблюдателями на разных инструментах, для каждого из них выводится редуцированный коэффициент, а затем после редукции индивидуальные особенности сглаживаются и получаются средние данные о солнечной активности. На рис. 115 показано изменение солнечной активности за 280 лет. Наглядно видны ее циклические колебания.

Для описания вида пятен их можно классифицировать. Предложено несколько классификаций. Приводим одну из них:

- I. Одиночная пара.
- II. Группа пар.
- III. Одиночное пятно.
- IV. Одиночное пятно с парами.

- V. Двухполюсная группа с большим головным пятном.
- VI. Двухполюсная группа с малым головным пятном.
- VII. Двухполюсная группа с почти одинаковыми пятнами.
- VIII. Группа со многими центрами, состоящими из пар.
- IX. Группа со многими пятнами.
- X. Особые случаи.

Тип группы обычно обозначается буквой n .

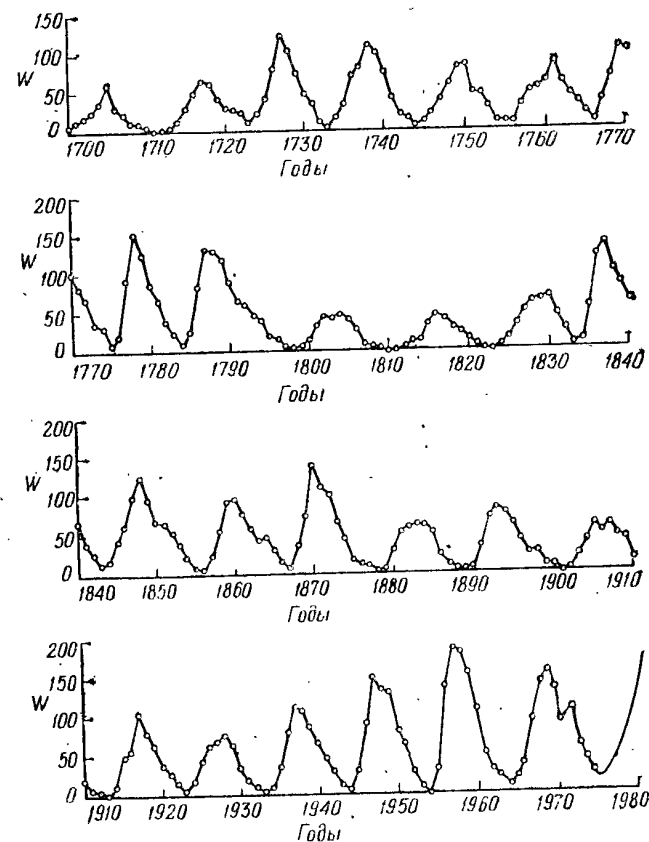


Рис. 115. Изменение числа Вольфа (W) за 280 лет.

Регулярные наблюдения позволяют определить еще одну характеристику — числовой индекс r , зависящий от изменчивости пятна со временем. Если группа бурно растет, то $r = 1$. Если она растет не очень быстро, то $r = 2$. Если группа не изменила своих размеров, то пишут $r = 3$. Группу, уменьшающую размеры, характеризуют числом $r = 4$, и, наконец, быстро уменьшающуюся группу обозначают числом $r = 5$.

На рисунке солнечного диска надо также обвести контуром области, занятые факелами. Интересно также оценить яркость J факела и характеристику K его вида по приводимым ниже шкалам:

$J = 0$ — слабый, еле заметный факел,

$J = 1$ — заметный, но слабый факел,

$J = 2$ — факел средней яркости,

$J = 3$ — яркий факел,

$J = 4$ — очень яркий факел.

$K = I$ — однородное факельное поле или несколько однородных участков,

$K = II$ — поле с волокнистой структурой,

$K = III$ — поле с точечной структурой.

§ 61. Проблема Солнце — Земля

Разносторонние исследования Солнца имеют огромное практическое значение. В самом деле, достаточно вспомнить, что получаемая от Солнца лучистая энергия — основа всех жизненных процессов, протекающих на Земле. Более того, любая энергетическая база имеет в своем начале энергию, поступающую от Солнца. Энергия любого топлива — дров, каменного угля, нефти — это преобразованная солнечная энергия, пришедшая к Земле в прошлые времена. Без солнечной энергии не было бы жизни на Земле.

Однако это еще не все. Установлено, что ряд процессов, происходящих на Солнце, вызывает явления, разыгрывающиеся в окрестностях Земли и ее атмосфере. Выяснение этих взаимодействий, их изучение и прогнозирование и составляют сущность проблемы «Солнце — Земля».

Уже давно было замечено, что прохождение вблизи центрального меридиана больших групп солнечных пятен сопровождается на Земле возникновением интенсивных полярных сияний, магнитных бурь и нарушением нормального состояния ионосферы. В том, что такая связь реально существует, можно убедиться, составив графики изменения частоты полярных сияний, магнитных бурь и «чисел Вольфа», которые, как уже было сказано, характеризуют солнечную активность. Однако от сопоставления до выяснения причин такой связи понадобилось пройти длинный путь разносторонних исследований и, в частности, исследований, предпринятых вне Земли, в космосе, при помощи искусственных спутников Земли и межпланетных кораблей.

Солнечная активность — это большая совокупность явлений, и солнечные пятна — это только одно из ее проявлений. В частности, одно из явлений, играющее особо важную роль в проблеме «Солнце — Земля», — внезапно появляющиеся в окрестности солнечных пятен вспышки.

Иногда, и при том неожиданно, возникает более или менее протяженная сильно перегретая область, существующая непро-

должительно, являющаяся источником очень быстрых корпускул. Появление вспышки заметить при помощи обычных наблюдений на экране нельзя. Ее яркость в видимой части спектра только немного превосходит яркость окружающей фотосферы. Вспышка хорошо видна при помощи спектральных приборов, позволяющих наблюдать солнечный диск в избранных, почти монохроматических лучах. Она хорошо видна в лучах водородной линии H_α , расположенной в красной части солнечного спектра.

Появление вспышки сопровождается рядом явлений не только в ближайших окрестностях Солнца. Поток корпускул, пролетев через солнечную корону и вызвав в ней сильнейшие возмущения, устремляется в околосолнечное пространство. Корпускулярные потоки, испускаемые вспышками, разнообразны по своему составу. Тут есть и протоны, и мягкие космические лучи.

В ближайших окрестностях Земли корпускулярные потоки, состоящие из заряженных частиц, сортируются земным магнитным полем. Наиболее быстрые, космические лучи, «запираются» в магнитных ловушках, подробно описанных в § 38. Магнитное поле оказывает также сильное действие и на потоки протонов. Некоторые из них, движущиеся под малыми углами к магнитным силовым линиям, проникают в верхние слои земной атмосферы, и тогда в них возникает исключительно красивое явление, украшающее небо Арктики и Антарктики — полярное сияние. Соударяясь с атомами, входящими в состав верхних слоев земной атмосферы, на высотах, больших 90—100 км, корпускулы заставляют эти атомы светиться.

Как известно, земное магнитное поле складывается из двух составляющих. Основное поле вызвано движением зарядов в земных недрах. Дополнительное поле вызвано движением заряженных частиц в земной атмосфере. При проникновении из мирового пространства потоков заряженных частиц вторая составляющая земного магнитного поля испытывает сильнейшие возмущения. Это проявляется в виде магнитных бурь. Во время бури стрелка компаса отклоняется от нормального положения и перестает указывать направление на магнитный полюс Земли. При начале бури стрелка сильно отклоняется в сторону, а затем, на протяжении более или менее продолжительного промежутка времени, постепенно возвращается в нормальное положение, иногда не плавно, а волнообразно.

Потоки частиц, проникающие в верхние слои земной атмосферы вблизи магнитных полюсов, оказывают сильное воздействие на всю ионосферу, чем вызывают значительные нарушения в распространении радиоволн и помехи для радиосвязи.

Потоки частиц вносят дополнительный вклад в магнитное поле Земли, и в это время его свойства изменяются. Создается впечатление, что оно как бы «сдувается» в сторону, противоположную Солнцу. Поэтому влияние солнечных корпускулярных потоков получило название солнечного ветра.

§ 62. Солнечные затмения и их наблюдения

Полное солнечное затмение — сравнительно редкое и очень красивое явление; во время его кратковременной полной фазы мы получаем возможность увидеть солнечную корону во всей ее красе и обстоятельно ее исследовать. Для выполнения этих исследований астрономы совершают экспедиции в полосу полного затмения, туда, где тень Луны пробежит по земной поверхности.

Частные солнечные затмения происходят чаще полных, но они гораздо менее информативны; их также стараются не пропустить усердные наблюдатели небесных явлений, выполняя более ограниченную программу.

Солнечное затмение начинается с первого контакта, когда диск Луны касается диска Солнца. Прикосновение происходит на правом краю солнечного диска. Момент первого контакта очень трудно уловить; следует заранее знать, в каком месте солнечного диска должно произойти касание. Соответствующий позиционный угол точки касания сообщается в астрономических календарях (о позиционном угле см. § 68). Второй контакт — начало полной фазы затмения, третий — ее конец, а четвертый — это окончание частных фаз, когда лунный диск сходит с солнечного.

При частном затмении второго и третьего контакта быть не может. После первого контакта диск Луны все больше закрывает диск Солнца, и фаза затмения нарастает. В момент наибольшей фазы частного затмения солнечный серп быстро поворачивается. Если до этого момента он был повернут рожками вправо, то после него он обращен рожками влево (если, конечно, рассматривать Солнце невооруженным глазом, через темный светофильтр). Уловив момент поворота солнечного серпа, мы определим то время, когда произошла максимальная фаза затмения.

В оставшуюся часть XX столетия на территории СССР произойдут два полных солнечных затмения — 22 июля 1990 г. и 9 марта 1997 г., и оба в районах, мало доступных любителям астрономии. Полоса первого затмения пройдет от Кольского полуострова по Северному Ледовитому океану к Чукотскому полуострову, а полоса второго — по заболоченным местностям Восточной Сибири. Поэтому мы ограничимся описанием наблюдений частных солнечных затмений. Визуальные наблюдения затмения на экране имеют учебный характер. Можно отметить моменты контактов. Гораздо важнее фотографические наблюдения, которые лучше всего выполнять с увеличительной камерой для того, чтобы снимки имели возможно больший масштаб. Конечной целью таких наблюдений является определение положений концов солнечного серпа в возможно точнее отмечаемые моменты времени. Длину хорды, соединяющей концы серпа, определить легко. Несколько труднее определить позиционные углы, поскольку для этого надо предварительно ориентировать камеру так, чтобы зреть направление суточной параллели. Такие наблюдения полезны для уточнения теории движения Луны.

Глава VII МИР ЗВЕЗД

Для того чтобы понять природу звезд, мы должны в первую очередь ответить на следующие вопросы. Как велика энергия, излучаемая звездами в мировое пространство? Каковы химический состав звезд, их температура, размеры, массы и плотность их вещества?

§ 63. Расстояния до звезд

Для выяснения физических свойств звезд мы должны прежде всего узнать расстояние до них. Существует несколько способов определения расстояний до звезд. Самый надежный из них — тригонометрический. В его основу положено понятие о годичном параллаксе звезды (рис. 116). Пусть при некотором положении Земли луч зрения SE составляет прямой угол с радиусом земной орбиты EC . Тогда угол p , под которым со звезды виден радиус земной орбиты, называется годичным параллаксом звезды. Обозначая радиус земной орбиты через A , а расстояние от Солнца до звезды через D , имеем из прямоугольного треугольника SEC формулу $A = D \sin p$, откуда $D = A / \sin p$. Угол p , вообще говоря, очень мал, и его синус можно заменить дугой P . Найдем зависимость между углом p , измеренным в угловой мере, и соответствующей ему длиной дуги P , считая, что радиус ее равен единице. Длина окружности единичного радиуса равна $2\pi = 2 \times 3,14 = 6,28$. С другой стороны, полная окружность содержит 360° , каждый из которых составляет $3600''$. Поэтому, выражая p в секундах дуги, можно написать

$$\frac{p}{360 \cdot 3600} = \frac{P}{2\pi}.$$

Отсюда, решая пропорцию, находим выражение угла p через соответствующую дугу P :

$$p = P \frac{360 \cdot 3600}{2\pi} = 206\,265 P.$$

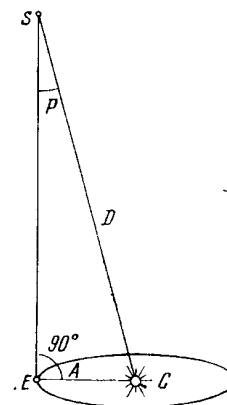


Рис. 116. Годичный параллакс звезды. S — звезда, E — Земля, C — Солнце.

Теперь легко вычислить расстояние до звезды. Подставляя в формулу, определяющую D , значение p , находим

$$D = \frac{A}{\sin p} = \frac{A}{p} = 206\,265 \frac{A}{p}. \quad (7.1)$$

Так как A равно 149 600 000 км, а годичный параллакс ближайшей к нам звезды α Центавра равен $0''.75$, то ее расстояние от нас равно

$$D = \frac{206\,265}{0''.75} A = 41\,100\,000\,000\,000 \text{ км.}$$

Ввиду того, что выражать расстояния до звезд в километрах очень неудобно, условились применять особую единицу измерения расстояний, которую назвали парсеком. Слово «парсек» происходит от двух слов: «параллакс» и «секунда»; на расстоянии в один парсек годичный параллакс равен одной секунде. Легко вычислить это расстояние. Положим в формуле (7.1) $p = 1''$, и тогда

$$1 \text{ парсек (пс)} = 206\,265 A = 30\,857\,000\,000\,000 \text{ км.}$$

Помимо парсека, употребляют в качестве единицы измерения расстояний световой год — расстояние, которое луч света, распространяющийся со скоростью 300 000 км/с, пробегает за один год. Если выполнить все вычисления, то мы получим следующую зависимость:

$$1 \text{ парсек} = 3,26 \text{ светового года.} \quad (7.2)$$

Если выражать расстояние до звезд в парсеках, то формула (7.1) приобретает вид

$$D = \frac{1}{p}. \quad (7.3)$$

Допустим, что параллакс некоторой звезды равен $0''.1$. Тогда расстояние до нее равно 10 парсекам, или 32,6 светового года.

Измерения годичных параллаксов в настоящее время выполнены для нескольких тысяч звезд и, следовательно, их расстояния известны.

§ 64. Светимости звезд

Для характеристики полного излучения звезды астрономы ввели понятие светимости. Светимостью звезды мы называем полную энергию, излучаемую звездой в 1 секунду. Часто за единицу светимости принимается светимость Солнца. Тогда, если светимость звезды L равна 10 000, это означает, что она посылает в мировое пространство в десять тысяч раз больше света, чем Солнце.

Ту звездную величину, которую имела бы звезда, находясь от нас на расстоянии 10 парсеков, называют абсолютной звездной величиной и обозначают буквой M . Нетрудно вычислить абсолютную звездную величину по видимой звездной величине и

по расстоянию звезды от нас. Обозначим блеск звезды через l , а блеск, который она имела бы, находясь на расстоянии в 10 парсек, — через l_0 . Так как освещенность изменяется обратно пропорционально квадрату расстояния, то $l_0/l = r^2/10^2$, если r выражено в парсеках.

С другой стороны, по формуле, связывающей блеск и звездную величину звезды, имеем $l_0/l = 2,512^{m-M}$ (см. § 33), так как блеск l соответствует видимой звездной величине m , а абсолютный блеск l_0 — абсолютной величине M . Соединив эти две формулы, получим

$$\frac{r^2}{10^2} = 2,512^{m-M}.$$

Логарифмируя и вспоминая, что $\lg 2,512 = 0,4$, находим

$$2 \lg r - 2 = 0,4(m - M);$$

отсюда

$$M = m + 5 - 5 \lg r \quad (7.4)$$

или, учтя, что $r = 1/p$, находим

$$M = m + 5 + 5 \lg p. \quad (7.5)$$

Пример 1. Звезда первой абсолютной величины находится от нас на расстоянии 1000 парсеков. Какой должна быть ее видимая звездная величина?

Используем формулу (7.4). Подставляя в нее исходные данные ($M = -1^m$; $r = 1000$ пс; $\lg r = 3$), находим

$$m = M - 5 + 5 \lg r = -1 - 5 + 5 \cdot 3 = 11^m.$$

Итак, звезда должна иметь 11-ю звездную величину, т. е. она будет на пределе видимости для четырехдюймового телескопа.

Пример 2. Наблюдатель видит звезду 15-й величины в некотором звездном скоплении, находящемся от нас на расстоянии 10 000 пс. Какова абсолютная звездная величина этой звезды?

По формуле (7.4) находим, учитывая исходные данные ($m = 15^m$; $r = 10\,000$ пс; $\lg r = 4$):

$$M = 15 + 5 - 5 \cdot 4 = 0^m.$$

Итак, данная звезда имеет нулевую абсолютную звездную величину.

Пример 3. Известно, что звезда 19-й величины имеет абсолютную величину -1^m . На каком расстоянии от нас она находится?

Из формулы (7.4) с исходными данными $m = 19^m$, $M = -1^m$ определяем $\lg r = 5$; следовательно, расстояние до звезды $r = 100\,000$ пс.

Зная абсолютную величину звезды, нетрудно вычислить ее светимость, пользуясь формулой

$$\frac{L}{L_{\odot}} = 2,512^{M_{\odot}-M}. \quad (7.6)$$

В этой формуле L — светимость звезды, $L_{\odot} = 1$ — светимость Солнца, M — абсолютная величина звезды, $M_{\odot} = 4^m,79$ — абсолютная звездная величина Солнца. Подставляя значения $L_{\odot}$ и $M_{\odot}$, находим $L = 2,512^{4,79-M}$, или $\lg L = 0,4(4,79 - M)$.

Пусть звезда имеет нулевую абсолютную звездную величину. Тогда $\lg L = 1,916$ и $L = 82$. Такая звезда в 82 раза ярче Солнца.

§ 65. Спектральная классификация звезд

Систематическое изучение звездных спектров привело к созданию спектральной классификации. Оказалось, что, несмотря на значительное различие физических условий, звездные спектры могут быть объединены в небольшое количество групп. За основу принята та классификация, которую разработали в Гарвардской обсерватории (рис. 117).

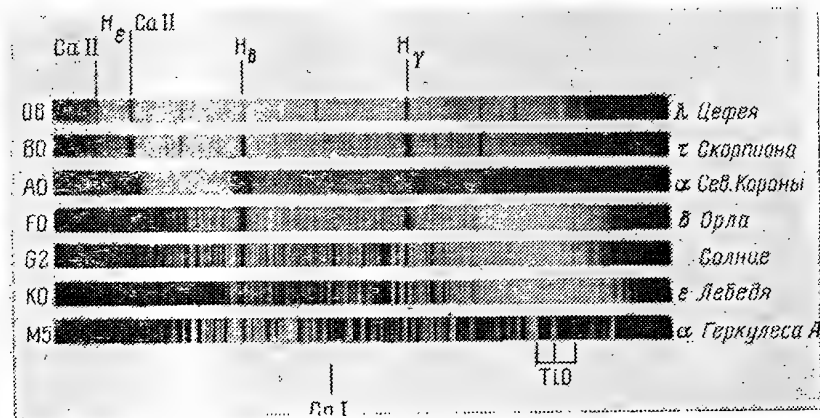


Рис. 117. Спектральная классификация звезд. TiO — полоса окиси титана.

Здесь мы опишем конкретный вид звездных спектров и основные принципы построения гарвардской спектральной классификации.

Вид звездного спектра в основном зависит от температуры фотосферы и прилегающих к ней слоев. Конечно, определенную роль играет и химический состав. Однако у звезд с одинаковым химическим составом вид спектра может быть существенно различным, если отличаются температуры. Так, например, называя в дальнейшем ту или иную звезду «гелиевой» или «водородной», мы понимаем это название чисто условно. Это вовсе не означает, что в оболочке «гелиевой» звезды нет водорода или атомов металлов; просто при данной температуре спектральные линии металлов могли не появиться.

Наиболее горячие звезды обладают протяженными оболочками, в которых возникают интенсивные эмиссионные линии. Их называют звездами типа Вольфа — Райе, а их спектральный класс обозначается буквой W. Эмиссионные линии и даже полосы образуются при электронных переходах в атомах и ионах гелия, азота, углерода и кислорода. На виде спектра здесь также сказывается химический состав звезды. Существуют также обогащенные углеродом, и их спектры обозначаются тогда WC. Если же в оболочке звезды содержится преимущественно азот,

то спектральный класс такой звезды обозначается WN. Их температура от 60 тыс. до 110 тыс. градусов.

К числу очень горячих звезд принадлежат также звезды спектрального класса O. Непрерывный спектр такой звезды пересечен линиями поглощения, производимого атомами ионизованного гелия, азота и кислорода. Температуры внешних слоев этих звезд заключены в пределах от 25 000 до 50 000°; это голубые звезды.

Следующий спектральный класс обозначается буквой B. В спектре видны главным образом линии поглощения атомов гелия. Температуры этих звезд заключены в пределах от 15 000 до 25 000°; цвет этих звезд голубоватый.

Далее следуют звезды спектрального класса A. Главная особенность этого спектрального класса — интенсивная серия линий поглощения Бальмера, принадлежащая атомам водорода; линии этой серии обозначаются буквами H α , H β , H γ , H δ и т. д. Температура звезд спектрального класса A от 8000 до 15 000°, а цвет — белый.

За этим классом следует спектральный класс F. Звезды этого спектрального класса светят желтоватым светом и имеют температуру внешних слоев около 7500°. В их спектрах наблюдаются линии поглощения ионизованных металлов, преимущественно кальция и магния, и ослабленные линии поглощения водорода.

Звезды спектрального класса G желтого цвета и имеют температуру, близкую к 6000°. Этот спектральный класс характеризуется огромным числом линий поглощения, как нейтральных, так и ионизованных металлов. Особенно интенсивны линии поглощения ионизованного кальция (Ca II), обозначаемые символами H и K, а также многочисленные линии железа.

За спектральным классом G следует класс K. Звезды этого класса имеют оранжевый цвет, температура их поверхности около 5000°, а спектры содержат многочисленные линии поглощения, производимого нейтральными атомами металлов. Появляются заметные следы полос поглощения, производимого молекулами (в частности, окиси титана).

Параллельно со спектральным классом K выделен класс S. Принадлежащие этому классу звезды имеют такую же температуру поверхности, близкую к 5000°, но в их спектрах, помимо линий поглощения нейтральных металлов, видны молекулярные полосы поглощения углерода. Таким образом, звезды классов K и S, сходные по температурам, отличаются своим химическим составом.

Самыми холодными звездами являются красные звезды спектральных классов M и S. Их температура около 3000°. При такой низкой температуре становятся устойчивыми молекулы различных химических соединений, вследствие чего спектры этих звезд пересечены широкими полосами поглощения молекул.

У звезд спектрального класса M особенно интенсивны полосы поглощения, производимого молекулами окиси титана (TiO).

В спектрах звезд класса S вместо них интенсивны полосы поглощения окиси циркония (ZrO). Встречаются также звезды, спектральные классы которых могут быть отнесены как к M, так и к S, так как в их спектрах присутствуют полосы поглощения и окиси титана, и окиси циркония.

Спектральные классы O, B, A часто называют ранними, а K, M и S — поздними.

Каждый из спектральных классов делится на подклассы, которые обозначаются цифрой, приписанной справа, например, A5, K3, M6. Иными словами, каждый из классов делится на 10 подклассов, причем самый ранний подкласс обозначается нулем (например A0). Исключением является спектральный класс O, начинающийся с подкласса O5.

Если в спектре, кроме линий поглощения, видны эмиссионные линии излучения, то приписывается буква e, например B5e.

Если в спектре видны какие-либо особенности, не укладываемые в принятую классификацию, то добавляется буква r, например Ar. Это означает, что спектр, хотя и класса A, но особенный — «пекулярный».

В спектрах некоторых звезд усилены линии поглощения металлов. В таком случае по одним линиям может быть определен спектральный класс, скажем, A, в то время как по линиям металлов его надо было бы классифицировать как F. Такие звезды теперь называют «металлическими», и их обозначениям приписывают справа букву m, например Am.

Обнаружены также звезды, у которых периодическое изменение интенсивностей линий вызвано сильными переменными магнитными полями. Такие звезды называются магнитными.

Оказалось, что звезды одинакового спектрального класса обладают спектральными линиями различной ширины, что вызвано различием физических условий в их оболочках. Так появилась возможность определять по виду спектральных линий, является ли звезда гигантом, или она карлик (см. § 69).

§ 66. Цвет и температура звезд

Мы уже говорили, что температуру звезды можно определить по распределению энергии в ее спектре. Однако о температуре можно судить и по цвету звезды, и любитель не распо-

Таблица XI

Шкала цвета Остгофа

Балл	Цвет	Балл	Цвет
—1	Голубовато-белый	5	Темно-желтый
0	Белый	6	Красновато-желтый
1	Желтовато-белый	7	Оранжевый
2	Беловато-желтый	8	Желтовато-красный
3	Светло-желтый	9	Красный
4	Чисто-желтый	10	Темно-красный

лагающий спектральными приборами, может с успехом производить глазомерные оценки цвета. Весьма полезна для этой цели шкала цвета, разработанная Остгофом (табл. XI). Ее можно применять и при наблюдении метеоров. Конечно, использование этой шкалы требует навыка, и получаемые оценки весьма субъективны. Для упражнения приводим цвет некоторых ярких звезд, упомянутых в главе I:

Название звезды	Цвет	Название звезды	Цвет
Ригель	—1,0	Арктур	4,7
Сириус	0,7	Альдебаран	6,3
Вега	1,3	Бетельгейзе	6,5
Регул	1,5	Антарес	7,2
Денеб	2,1	μ Цефея	7,9
Капелла	3,3		

Чем краснее звезда, тем ниже температура ее фотосферы и тем к более позднему спектральному классу она принадлежит.

В § 33 мы указали, что мерой цвета звезды является ее показатель цвета — разность между фотографической и визуальной звездными величинами. Существует формула, позволяющая вычислить так называемую цветовую температуру по значению показателя цвета C звезды:

$$T = \frac{7200^\circ}{C + 0^m,64}. \quad (7.7)$$

§ 67. Радиусы звезд

Познакомимся теперь несколько ближе со свойствами некоторых звезд. В таблице XII помещена сводка данных о наиболее ярких звездах северного полушария неба. Ознакомление с ней может вызвать известное удивление: все включенные в таблицу звезды обладают светимостями большими, чем Солнце. Более того, холодная звезда Бетельгейзе излучает в 22 400 раз сильнее Солнца, а яркая, голубоватая звезда Ригель, даже в 81 000 раз! Может создаться впечатление, что все звезды ярче Солнца. Однако это не так, и для сравнения мы приведем таблицу XIII, в которую включены данные о всех известных в настоящее время ближайших соседях Солнца, расстояния которых не превосходят 11 световых лет. Названия большинства из них читателю, конечно, неизвестны, так как блеск этих звезд очень мал; только четыре из них хорошо видны невооруженным глазом, а остальные можно наблюдать только в бинокль или телескоп. Из этой таблицы мы видим, что большинство ближайших соседей Солнца имеет светимость во много раз меньше единицы. Следовательно, Солнце — звезда средней светимости.

Зная светимость и температуру внешних слоев звезды, можно оценить ее размеры. Примем приближенно, что фотосфера звезды излучает энергию как абсолютно черное тело. Известно, что такой излучатель испускает с каждого квадратного сантиметра поверхности энергию E , выражаемую формулой

$$E = \sigma T^4, \quad (7.8)$$

где σ — постоянная величина, а T — эффективная температура. Если радиус звезды равен R , то ее светящаяся поверхность равна

Таблица XII

Яркие звезды

	V	r	M_V	L_V	Δ	M_b	Sp	T	R
	m		m		m	m			
Сирius	-1,46	2,7	+1,4	22,4	-0,60	0,80	A 1V	9250	2,4
Арктур	-0,05	11,1	-0,3	107	-0,75	-1,05	K 2 IIIp	4385	26,3
Вега	+0,03	8,1	+0,5	51	-0,68	-0,18	A0 V	9500	2,6
Капелла	+0,08	13,7	-0,6	141	-0,48	-1,08	G8 III	4875	14
Ригель	+0,13	330	-7,5	81000	-1,46	-8,66	B8 Ia	11220	36
Процион	+0,37	4,2	+2,6	7,4	0,00	+2,60	F5 IV-V	6570	1,2
Бетельгейзе	+0,42	200	-6,1	22400	-3,1	-9,20	M2 Ia	3330	900
Альтаир	+0,76	5,0	+2,3	9,8	-0,22	+2,08	A7 IV-V	7800	1,6
Альдебаран	+0,86	20,8	-0,7	155	-1,00	-1,70	K5 III	3820	25

Содержание столбцов этой таблицы следующее: V — видимая звездная величина в системе V ; r — расстояние звезды от Солнца, выраженное в парсеках; M_V — абсолютная звездная величина в системе V ; L_V — светимость в той же системе, выраженная в единицах светимости Солнца; Δ — болометрическая поправка; M_b — абсолютная болометрическая звездная величина; Sp — спектральный класс; T — температура, взятая по спектральному классу; R — радиус, выраженный в радиусах Солнца.

$S = 4\pi R^2$. Тогда болометрическая светимость L_b звезды выражается формулой

$$L_b = 4\pi \sigma^2 T^4. \quad (7.9)$$

Применив ту же формулу к Солнцу, поделив обе формулы друг на друга и приняв радиус и светимость Солнца за единицу, а его температуру оценив в 6000° , после простых преобразований получим

$$R = \sqrt{L_b} \left(\frac{6000}{T} \right)^2, \quad (7.10)$$

а если прологарифмировать и использовать формулу (7.6), то можно определить связь радиуса, абсолютной болометрической звездной величины и температуры:

$$\lg R = 8,51 - 0,2M_b - 2\lg T. \quad (7.11)$$

По этой формуле можно вычислить значения радиусов звезд, что и было нами сделано в таблицах XII и XIII. Правда, эти вычисления носят оценочный характер, и полученные числа могут быть ошибочными до 20%. Дело в том, что в фор-

Таблица XIII

Ближайшие соседи Солнца

	V	r	M_V	L_V	Δ	M_b	Sp	T , K	R
Ближайшая	10,68	1,31	-15,4	0,000072	-2,1	13,0	M5e	3060	0,087
Центавра									
α Центавра	0,32	1,33	+4,76	0,98	-0,06	4,70	G2 V	5830	1,09
A									
α Центавра	1,72	1,33	+6,16	0,27	-0,58	5,58	K5 V	4410	1,27
B									
Звезда Бар-	9,54	1,83	-13,22	0,00045	-2,15	11,1	M5 V	3060	0,21
нарда									
Вольф 359	13,66	2,34	+16,62	0,000016	-2,3	14,3	dM6e	2950	0,051
BD +36°2147	7,47	2,52	+10,46	0,0056	-1,6	8,9	M2 V	3400	0,46
Сирius A	-1,47	2,66	+1,42	22,4	-0,60	0,82	A1 V	9250	2,40
Сирius B	-8,67	2,66	+11,55	0,0020	-0,30	11,25	A5	8220	0,027
Лейтен 726	12,45	2,69	+15,3	0,00007	-2,3	13,0	dM6e	2950	0,093
Лейтен 728	12,95	2,69	+15,8	0,00004	-2,3	13,5	dM6e	2950	0,074
Росс 154	10,6	2,93	+13,3	0,00038	-1,9	11,4	dM4e	3175	0,17
Росс 248	12,24	3,16	+14,74	0,00011	-2,3	12,4	dM6e	2950	0,12
ε Эрида	3,73	3,30	+6,14	0,31	-0,35	5,79	K2 V	4940	0,92
Росс 128	11,13	3,34	+13,50	0,0003	-2,1	11,4	dM 5	3060	0,18
Лейтен 789	12,58	3,34	+14,9	0,00008	-2,3	12,6	dM6e	2950	0,11
61 Лебеда A	5,19	3,42	+7,52	0,085	-0,58	6,94	K5	4410	0,68
61 Лебеда B	6,02	3,42	+8,35	0,040	-0,82	7,53	K7	4150	0,59
Процион A	0,34	4,20	+2,67	7,4	0,00	2,67	F5 IV-V	6570	1,20
Процион B	10,6	4,20	+13,1	0,00055	-0,10	13,0	dF	7180	0,016

мулу (7.11) входит не визуальная звездная величина, а болометрическая (см. § 33), которая не всегда известна с необходимой точностью.

Внимательно изучая две приведенные таблицы, легко установить, что светимости и радиусы звезд заключены в очень широких пределах. Возникает естественный вопрос — столь же ли разнообразны их массы? Ответ на этот вопрос дают двойные звезды.

§ 68. Двойные звезды и звездные массы

Очень часто невооруженному глазу звезда кажется одиночной, но если посмотреть на нее в телескоп, даже не с очень большим увеличением, можно увидеть около нее спутника. Физическая двойственность звезды обнаруживается при очень длительных наблюдениях, когда становится заметным орбитальное движение. Обе компоненты двойной звезды обращаются по орбитам около центра масс системы, что проявляется в перио-

дическом изменении угловых расстояний и позиционных углов, как это видно, например, из рис. 118.

Сейчас известно свыше 60 тысяч двойных звезд, из которых примерно у двух тысяч обнаружено орбитальное движение. Вычислены элементы орбит свыше 500 двойных звезд.

Некоторые из двойных звезд не являются реальными звездными парами, связанными узлами взаимного тяготения; это далекие друг от друга звезды, случайно оказавшиеся вблизи луча зрения. Такие двойные звезды называются оптическими и интереса для науки не представляют.

Кроме двойных, встречаются также и кратные звезды, состоящие из трех и более компонент. Такой, например, является ϵ Лиры. Уже в бинокль она кажется двойной, но если посмотреть в телескоп при большом увеличении, то каждая из звезд разделяется еще на две, так что ϵ Лиры — четырехкратная система.

Рис. 118. Видимое движение в системе двойной звезды.

Звезда ϕ Ориона окутана знаменитой туманностью. В телескоп звезда видна как трапеция, состоящая из четырех звезд. Рекомендуем наблюдателю, располагающему хотя бы небольшим телескопом, посмотреть на двойные звезды таблицы XIV.

В этой таблице указаны звездные величины m и спектральные классы Sp компонент, угловое расстояние между компонентами ρ и позиционный угол θ ; обе компоненты описывают орбиты вокруг общего центра масс, который расположен между ними на прямой линии, их соединяющей, и делит их взаимное расстояние обратно пропорционально массам. Это сказывается на измерениях положений двойных звезд. При наблюдениях определяют угловое расстояние между компонентами ρ и позиционный угол θ , отсчитываемый от направления к северному полюсу мира против часовой стрелки. Визуальные наблюдения сводятся к определению положения спутника относительно главной звезды. Иное дело, если измерения проводятся на фотографических снимках, полученных длиннофокусным астрографом. В таком случае можно определить, «привязываясь» к окрестным звездам, движение каждой компоненты, найти положение центра масс системы и даже исследовать его поступательное движение на фоне звездного неба. Такие измерения гораздо ценнее, так как дают возможность определить орбиту каждой компоненты, а значит, вычислить и отношение их масс.

Допустим теперь, что у двойной звезды спутник настолько слаб, что мы его не видим (может быть, это околозвездная массивная планета). Тогда главная звезда все равно будет устанавливать орбиту вокруг центра масс, и можно будет установить существование ее невидимого спутника. Такие открытия были

Таблица XIV

Интересные двойные звезды

Название	m_1	Sp_1	m_2	Sp_2	ρ	θ	Цвета
η Кассиопеи	3,5	G0 V	7,4	M0	11'' 5	302°	Желтая и красная
γ Андромеды	2,3	K3 II	5,1	A0p	9,8	64	Желтая и зеленая
η Персея	3,8	K3 Ib	8,5	B9 V	28,3	300	Оранжевая и голубая
α Близнецов	2,0	A1 V	2,6	A5m	4	131	Белые
ι Рака	4,2	G8 II	6,8	A3 V	30,6	307	Желтая и голубая
α Гончих Псов	2,9	B9,5	5,6	F0 V	20	228	Желтая и фиолетовая
α Геркулеса	3,5	M5 II	5,4	G5 III	5,3	114	Оранжевая и зеленая
ζ Геркулеса	2,9	G0 IV	5,9	dK 0	0,9	230	Желтая и зеленая
β Лебеда	3,1	K3 II	5,4	B0 V	35	54	Желтая и голубая
61 Лебеда	5,2	K5 V	6,0	K7 V	28,4	144	Оранжевые

сделаны несколько раз и впоследствии спутник находили в телескоп. Один же случай является совершенно исключительным. Пулковский астроном А. Н. Дейч, изучая движения, происходящие в системе двойной звезды 61 Лебеда, пришел к выводу, что у более яркой компоненты существуют два темных спутника с общей массой, близкой к массе Юпитера. Спутники движутся по эллиптическим орбитам. По-видимому, эти спутники являются планетами.

Помимо визуальных двойных звезд известно большое число звезд, называемых спектрально-двойными. Об их двойственности узнают по периодическим смещениям спектральных линий, которое возникает в результате эффекта Доплера (см. § 34).

При движении компонент по орбитам угол между лучом зрения и направлением скоростей звезд будет периодически изменяться, и потому лучевые скорости также должны испытывать периодические изменения. Наибольшие лучевые скорости будут наблюдаться при совпадении направления орбитальной скорости с направлением луча зрения. Таким образом, скорость звезды при ее движении по круговой орбите равна максимальной из наблюдаемых лучевых скоростей, или половине амплитуды изменения лучевой скорости. Установив значения v_A и v_B по двум кривым (как на рис. 119), мы можем приступить к дальнейшим вычислениям.

Так как при круговом движении орбитальная скорость постоянна, то длина орбиты будет равна $l = v \cdot P$, где период P надо выразить в секундах. С другой стороны, длина орбиты равна $2\pi r$, где через r обозначен радиус «абсолютной» орбиты, т. е.

расстояние от звезды до центра масс системы. Итак, имеем

$$\left. \begin{aligned} r_A &= \frac{v_A \cdot P}{2\pi} \\ r_B &= \frac{v_B \cdot P}{2\pi} \end{aligned} \right\} \quad (7.12)$$

Теперь можно применить третий закон Кеплера:

$$\frac{(r_A + r_B)^3}{P^2 (M_A + M_B)} = \frac{k^2}{4\pi^2}, \quad (7.13)$$

и определить сумму масс компонент $M_A + M_B$.

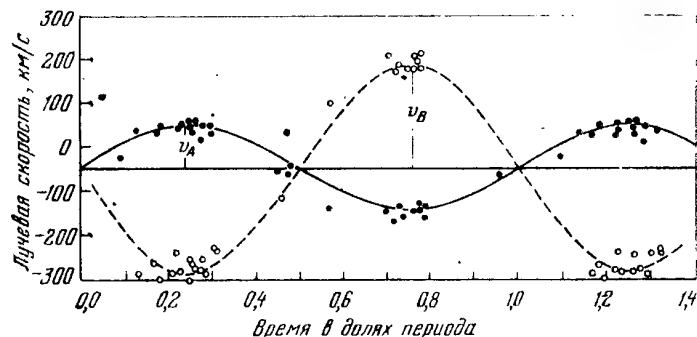


Рис. 119. Кривая изменения лучевых скоростей звезды V 502 Змееносца. Показаны кривые лучевых скоростей обеих компонент.

В данном случае имеется возможность определить массу каждой компоненты, так как известны радиусы их «абсолютных» орбит r_A и r_B и всегда выполняется соотношение $M_A \cdot r_A = M_B \cdot r_B$.

Последняя формула упрощается, если период P выразить в долях года, за единицу измерения масс принять массу Солнца, а радиус относительной орбиты $r_A + r_B = a$ исчислять в астрономических единицах ($149,6 \cdot 10^6$ км). Она принимает вид

$$\frac{a^3}{P^2 (M_A + M_B)} = 1. \quad (7.14)$$

Исследование большой совокупности двойных звезд показало, что звездные массы заключены в пределах от 0,05 до 70 масс Солнца, причем светимость звезды примерно пропорциональна кубу массы. Итак, разнообразие звездных масс не столь велико, как разнообразие светимостей и объемов. Поскольку средняя плотность вещества звезды равна отношению массы к объему, то огромной оказалась амплитуда средних плотностей вещества звезд. Забегая несколько вперед, скажем, что средняя плотность вещества колеблется для различных звезд от 10^{-9} до 10^{15} г/см³!

§ 69. Диаграмма «спектральный класс — светимость»

Накопление информации о светимостях, спектральных классах, показателях цвета и массах звезд позволило сделать ряд сопоставлений, которые в конце концов дали возможность приступить к изучению проблемы звездной эволюции.

Одно из первых таких сопоставлений было сделано в начале нашего столетия Герцшпрунгом и Расселом и получило название диаграммы «светимость — спектральный класс» или «диаграммы Г—Р» (диаграммы Герцшпрунга — Рассела). В современной звездной астрономии и астрофизике эта диаграмма играет выдающуюся роль, и потому мы остановимся на ее описании подробнее.

Оба автора отложили на горизонтальной оси диаграммы спектральные классы звезд в последовательности О, В, А, F, G, K и М, т. е. в порядке понижения температуры. Так как показатель цвета C или $(B-V)$ также характеризует температуру звезды, то теперь при построении диаграммы на ее горизонтальной оси часто откладывают не спектральные классы, а показатели цвета в порядке возрастания слева направо.

На вертикальной оси откладываются абсолютные звездные величины так, чтобы сверху были звезды высокой светимости, а внизу — малой. Можно откладывать вместо абсолютных величин светимости, но в логарифмическом масштабе. Каждая звезда, для которой известны спектральный класс и абсолютная звездная величина, изображается на этой диаграмме точкой. Так, например, Солнце относится к спектральному классу G и имеет абсолютную величину около $4^m,8$. По этим величинам находим «место Солнца» на диаграмме Герцшпрунга — Рассела.

Точки не заполняют всей диаграммы, а группируются в избранных местах — последовательностях. На рис. 120 изображены эти последовательности. В верхней части диаграммы расположены звезды, обладающие абсолютной величиной, достигающей до -8^m , т. е. светимостью, превышающей 100 тысяч; они называются яркими сверхгигантами и их класс светимости обозначается Ia. Несколько ниже расположена последовательность слабых сверхгигантов, помеченная Ib. Еще ниже лежит последовательность ярких гигантов (II), обладающих абсолютными величинами от -5^m до -2^m . Символом III обозначена последовательность нормальных гигантов. Несколько ниже ее проходит последовательность субгигантов (IV).

Наибольшее количество точек занимает наклонную полосу, которая называется главной последовательностью (V). Конгруэнтно этой полосе, но несколько ниже нее, проходит последовательность (VI) ярких субкарликов. Еще одна последовательность (VII) характеризуется ранними спектральными классами (A—F) и очень малыми светимостями звезд. К таким звездам принадлежат уже встречавшиеся нам спутники Сириуса и Прокдина.

Эти звезды названы «белыми карликами», хотя было бы правильнее назвать их «звездами-лилипутами».

Таким образом, теперь после обозначения спектрального класса звезды проставляется римская цифра, показывающая класс светимости звезды или ее принадлежность к последовательности диаграммы Герцшпрунга — Рассела, например, A2V, G8Ia и т. д. (см. таблицы XII и XIII на с. 214 и 215).

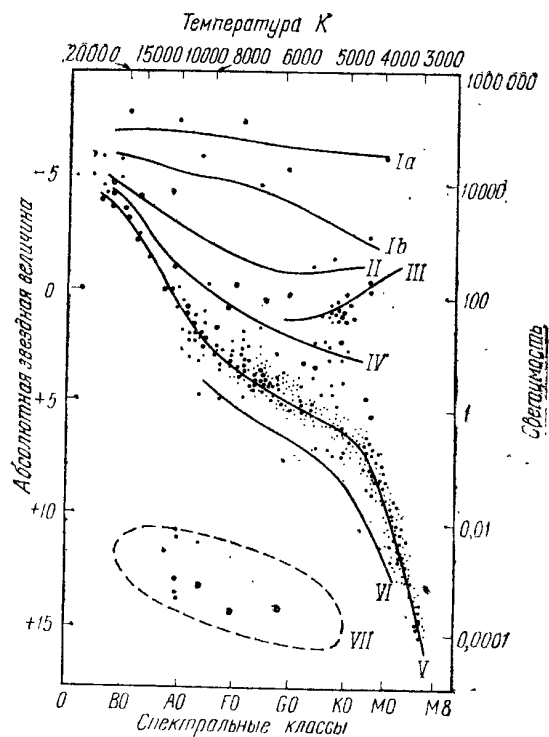


Рис. 120. Диаграмма Герцшпрунга — Рассела. Римскими цифрами указаны классы светимости.

Чтобы лучше представить себе физическую сущность этой диаграммы, рассмотрим рис. 121. На нем вместо спектральных классов или показателей цвета на горизонтальной оси отложены логарифмы температур. Так как по температуре и светимости можно вычислить радиус звезды (см. § 67), то на рис. 121 изображены наклонные линии, соединяющие те места диаграммы, где расположены звезды с одинаковыми радиусами, равными числам, написанным около линий (радиусы даны в радиусах Солнца).

Из этого графика видно, что звезды-гиганты имеют радиусы в 100—1000 раз большие радиуса Солнца. Звезды главной последовательности обладают радиусами, постепенно уменьшающимися

вдоль нее от 10 примерно до 0,8 радиуса Солнца. Что касается белых карликов, то их радиусы очень малы — они составляют сотые доли радиуса Солнца. Таким образом, на диаграмме Г—Р представлены звезды самых разнообразных физических свойств.

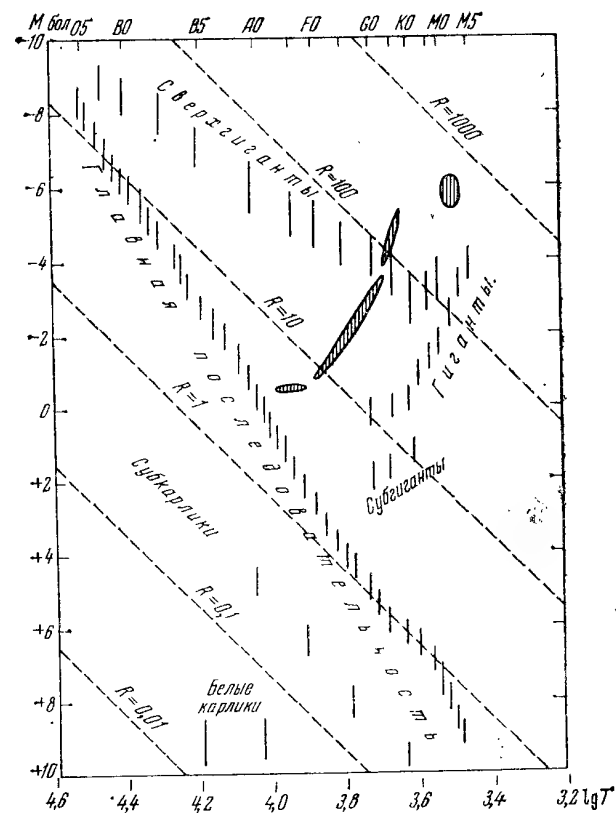


Рис. 121. Схематическое изображение диаграммы «температура — светимость». Штрихпунктиром показаны линии одинаковых радиусов. Числа — радиусы звезд (за единицу принят радиус Солнца).

Это говорит о том, что средние плотности вещества звезд изменяются в огромных пределах. Действительно, у звезд-гигантов они могут доходить до 10^{-9} г/см³, у звезд главной последовательности они порядка 1—2 г/см³, а у белых карликов они достигают 10^6 г/см³. Последние часто называли сверхплотными звездами, до тех пор, пока не были в самое последнее время открыты звезды — источники пульсирующего радиоизлучения — «пульсары», которые считают нейтронными звездами (см. § 72). Можно полагать, что средняя плотность вещества пульсара 10^{15} г/см³!

Теперь возникает вполне естественный вопрос: остается ли представляющая звезду точка в одном и том же месте на диаграмме Г—Р или она перемещается, описывая по ней эволюционный путь? Если же она перемещается, то куда, по какому пути и как скоро?

Решение этой проблемы невозможно без ясного представления о внутреннем строении звезды и без ответа на вопрос об источниках ее излучения. Обе эти проблемы решаются очень сложно, с привлечением трудного математического аппарата и данных современной атомной и ядерной физики; поэтому мы ограничимся рассказом об общих идеях и результатах весьма тщательного и трудоемкого анализа.

Уже было сказано о том, что каждая звезда — это более или менее протяженное «облако» гравитирующего газа, т. е. газа, удерживаемого силами взаимного притяжения. Невращающаяся (или медленно вращающаяся) звезда под влиянием собственного притяжения должна принять форму шара. Верхние слои газа сжимают своим весом более глубокие, увеличивают давление, плотность и температуру внутренних слоев. Давление, плотность и температура возрастают по мере углубления в недра звезды и достигают в ее центре миллиардов атмосфер, десятков грамм в кубическом сантиметре и нескольких миллионов градусов.

Казалось бы, что при таком сжатии вещество могло бы перейти в жидкое состояние, но этому препятствует температура. Оказывается, что у всех звезд, за исключением сверхплотных, к звездному веществу можно применять законы идеальных газов. На этом и основаны расчеты «моделей» внутреннего строения обычных звезд. В результате этих расчетов становятся известными значения давления, плотности и температуры в любой точке звездных недр, в зависимости от расстояния этой точки от центра звезды. При этих расчетах существенную роль играет средний молекулярный вес звездного вещества, который зависит от химического состава. Если в процессе развития звезды будет изменяться ее химический состав, то это приведет к перестройке внутренней структуры звезды. Почему же может изменяться химический состав звезды?

Причина этого заключается в тех глубоких преобразованиях звездного вещества, которые происходят в процессе развития звезды. При огромных температурах, господствующих в недрах звезды, происходит преобразование атомных ядер. В этом процессе решающая роль принадлежит ядрам атомов водорода — протонам, так как водород наиболее распространенный химический элемент. Двигаясь с большими скоростями теплового движения, протоны способны сливаться друг с другом или проникать внутрь других атомных ядер. Мы не останавливаемся на описании этих процессов, но только скажем, что после ряда преобразований четыре протона, потеряв два элементарных положительных заряда, образуют ядро атома гелия — α -частицу. При этом

выделяется внутриядерная энергия, которая и поддерживает внутреннюю энергию звезды (в том числе и Солнца). Это также приводит к постепенному изменению химического состава.

Задав модели звезды некоторый начальный химический состав, точнее, приняв определенное начальное содержание водорода и других элементов, можно проследить за эволюционным путем звезды на диаграмме Г—Р, т. е. построить на ней теоретический путь звезды (вернее, представляющей ее точки). Эти вычисления проделаны очень подробно для многих звездных моделей.

Надо сказать, что выделение внутриядерной энергии — не единственный источник звездной энергии. Есть еще и другой, более слабый, действующий не столь продолжительное время. Это энергия гравитационного сжатия. Постепенно уплотняясь под действием тяготения своего вещества, звезда разогревается, и в ее недрах выделяется тепловая энергия. Однако этот источник излучения может действовать, в зависимости от массы звезды, недолго, не свыше нескольких миллионов лет. Вместе с тем мы знаем, что Солнце излучает энергию уже несколько миллиардов лет. Следовательно, гравитационного сжатия было бы недостаточно для такого длительного срока существования Солнца.

После этих вводных замечаний мы можем приступить к описанию тех выводов, которые уже были сделаны из таких расчетов.

По мнению большинства астрофизиков, занимающихся изучением проблемы звездной эволюции, звезда формируется из темной глобулы — скопления холодного диффузного вещества. Сжимаясь под влиянием притяжения к своему центру и уплотняясь, звезда разогревается и начинает светиться. Вполне естественно, что она вступает на диаграмму Г—Р в правой ее части, так как в это время поверхность звезды имеет сравнительно низкую температуру. Сначала ее светимость уменьшается, так как при сжатии уменьшается размер светящейся поверхности, а температура поверхности не возрастает. Таким образом, начальный путь в той части, которая соответствует стадии гравитационного сжатия, идет круто вниз, к звездам малой светимости. Эта стадия, как показывают расчеты, должна пройти через «угловую» точку, после чего светимость звезды остается примерно одинаковой, но температура ее поверхности постепенно возрастает, и звезда перемещается в направлении главной последовательности. Эпоха гравитационного сжатия звезды заканчивается при повышении температуры ее недр до значений около 1 млн. градусов, при которых начинаются ядерные реакции: звезда выходит на главную последовательность.

Ядерные реакции — длительный процесс. Они могут поддерживать звездное излучение на протяжении миллиардов лет. Звезда надолго остается в той точке главной последовательности, в которую она вышла на нее.

По истечении нескольких миллионов и даже миллиардов лет (в зависимости от массы звезды), когда «выгорит» значительное

количество водорода, химический состав звездных недр резко изменяется, и звезда начинает отходить от главной последовательности. Вычисления показывают, что объем звезды растет, средняя плотность звездного вещества уменьшается, а светимость возрастает. Теперь путь на диаграмме Г—Р направлен направо вверх, и звезда становится красным гигантом.

Затем оболочка звезды постепенно рассеивается в мировом пространстве, а ядро звезды, по-видимому, становится сверхплотным. После стадии гиганта (или сверхгиганта) звезда может перейти в ту область диаграммы Г—Р, где находятся белые карлики. Каковы темпы этой эволюции и от чего они зависят?

Совершенно ясно, что эволюция должна протекать быстрее, если звезда обладает высокой светимостью и щедро расточает ту энергию, которая «вырабатывается» в ее недрах. Такие звезды, как мы знаем, обладают большими массами. Следовательно, у звезд малой массы эволюция протекает медленнее. Так и показывают расчеты, сделанные для стадии гравитационного сжатия, «разжигающей» стадию ядерных превращений. Если начальная масса звезды велика, то процесс гравитационного сжатия будет длиться, может быть, всего 10 тысяч лет, и в конце этого этапа звезда выйдет на главную последовательность в области горячих звезд ранних спектральных классов и будет сохранять свою высокую светимость, но меньший промежуток времени, чем та звезда, у которой начальная масса была малой. Что же касается звезды с малой начальной массой, то у нее процесс гравитационного сжатия может длиться миллионы лет, после чего она выйдет на начальную главную последовательность в области холодных красных карликов, имея сравнительно небольшую светимость.

Эти выводы нашли свое подтверждение и применение при изучении звездных скоплений, о которых будет рассказано в следующем параграфе. Пока скажем только о том, что кое-где мы наблюдаем звездные «коллективы», о которых можем с уверенностью сказать, что они образовались одновременно и пока не «смешались» со звездами чуждого происхождения. В таком случае построенная для этой звездной группы диаграмма Г—Р будет носить на себе следы начальной стадии развития. В ней могут наблюдаться звезды, уже вышедшие на главную последовательность (среди звезд большой светимости), наряду со звездами, находящимися в процессе гравитационного сжатия, которые еще не вышли на главную последовательность, так как обладают малыми массами и не успели развиваться. Как мы увидим дальше, диаграмма Г—Р дает возможность оценить возраст таких звездных групп.

Теперь нам остается рассмотреть проблему строения белых карликов. Она также подверглась теоретическому исследованию. Оказалось, что вещество белого карлика также газообразно, но ввиду большой плотности подчиняется отнюдь не закону идеальных газов, а гораздо более сложному закону так называемых

«вырожденных газов». По ряду причин, которые мы не будем здесь описывать, состояние вещества определяется в данном случае не обычным газовым давлением, а концентрацией свободных электронов. Теперь давление и плотность связаны друг с другом уравнением, в которое не входит температура. Основанные на этом законе вычисления позволили рассчитать «модели» и этих звезд, т. е. установить, как распределены внутри звезды давление и плотность вещества.

С еще более сложными явлениями мы встречаемся при дальнейшем возрастании средней плотности вещества звезды. Существование сверхплотных звезд было предсказано теоретически, и теперь они найдены. При плотности, близкой к 10^{14} — 10^{15} г/см³, вещество звезды существенно изменяет свои свойства. Электроны и протоны объединяются и превращаются в частицы, не имеющие заряда, — нейтроны. В условиях земных лабораторий и в космических лучах нейтрон неустойчив — он сравнительно быстро распадается на протон и электрон. В сильно вырожденном газе такой распад становится невозможным. Это приводит к тому, что в недрах такой звезды перестают действовать электростатические силы, и ничто не препятствует безудержному гравитационному коллапсу, т. е. катастрофическому сжатию звезды. Радиус звезды становится настолько малым, что измеряется 10—30 км, хотя в недрах звезды заключена масса, сравнимая с массой Солнца!

Нейтронные звезды отличаются от обычных звезд тем, что при расчете их внутреннего строения уже нельзя пользоваться теорией гравитации Ньютона, а нужно руководствоваться уравнениями общей теории гравитации Эйнштейна. А это приводит к удивительным следствиям. При некоторой предельной плотности «мир» такой звезды может «замкнуться». Это означает, что свойства пространства и времени будут такими, что свет не сможет выйти из звезды, и она станет полностью невидимой. Вероятно, что такие невидимые звезды, обладающие к тому же значительной массой существуют, но мы не можем их наблюдать.

§ 70. Рассеянные звездные скопления и звездные ассоциации

Мы уделили много внимания описанию свойств отдельных звезд. Теперь приступим к описанию звездных групп, члены которых связаны друг с другом общностью своего происхождения.

Одна из таких групп — уже встретившиеся нам в главе 1 Плеяды (см. рис. 14). Это исключительно красивое и легко доступное для наблюдений рассеянное звездное скопление находится от нас на расстоянии, равном 130 пс. Суммарный блеск всех входящих в него звезд равен блеску звезды 1,4 звездной величины.

В Плеяды входят звезды самой разнообразной светимости, от очень ярких до предельно слабых. Для звезд скопления по-

строена диаграмма Г—Р (рис. 122): в ней представлена только главная последовательность, что свидетельствует о молодости скопления, так как процесс отхода звезд от главной последовательности еще не начался. Вместе с тем среди многочисленных слабых красных звезд Плеяд вместе с большим числом вспыхивающих переменных. Как будет подробно рассказано в главе VIII,

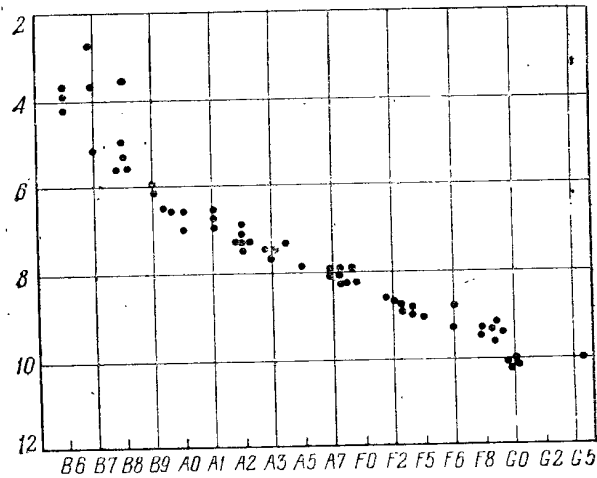


Рис. 122. Диаграмма Г—Р для Плеяд.

начальный этап гравитационного сжатия молодой звезды характеризуется бурными конвективными движениями, в результате чего возникает переменность блеска. Кстати, на диаграмме Г—Р эти слабые красные звезды Плеяд располагаются выше главной последовательности, что и следует для молодых, только что формирующихся звезд. Таким образом, несмотря на то, что все звезды Плеяд «родились» в одну и ту же эпоху, яркие звезды, которые быстрее эволюционируют, давно вышли на главную последовательность, в то время как слабые, эволюционирующие медленнее, еще только собираются на нее выйти. Это подтверждает общую космогоническую теорию, согласно которой звезды малой массы эволюционируют медленнее массивных.

Возраст Плеяд оценивается десятком миллионов лет, а занимают они пространство диаметром 6,8 пс.

Звездных скоплений, подобных Плеядам, много. Они называются рассеянными потому, что не имеют правильной формы. В таблице XV приведен список наиболее красивых скоплений, заслуживающих наблюдения. Такими являются η и χ Персея, Ислы и ряд других. В таблице указаны экваториальные координаты (α и δ) скоплений, расстояние от Земли (r) в парсеках (пс), видимый (угловой) диаметр в минутах дуги, линейный диаметр в пс, число входящих в скопление звезд, суммарная звезд-

ная величина скопления (m) и обозначения по каталогу Мессье: М 34, М 45 и т. д.

На рисунке 123 схематически изображены диаграммы Г—Р для некоторых рассеянных звездных скоплений. Буквами М обозначены скопления, записанные в каталог Мессье, а NGC (с числами) — скопления из каталога Дрейера («Новый Общий Каталог»). Справа вдоль вертикальной оси рисунка указан возраст скоплений. Как это надо понимать?

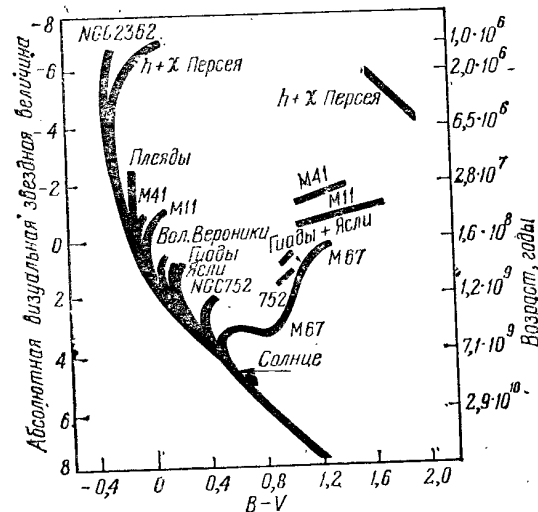


Рис. 123. Диаграммы Г—Р для некоторых звездных скоплений.

Проследим за диаграммой Г—Р самого старого из скоплений М 67. Мы видим, что диаграмма имеет «змееобразный» вид. Ее главная последовательность сливается с главными последовательностями других скоплений, но начиная с некоторой точки уходит вправо. То место, где совершается этот отход, и определяет возраст скопления. Ниже этой точки все звезды еще остаются на главной последовательности, а выше — уже стали превращаться в гиганты. Зная, при какой абсолютной звездной величине это происходит, можно судить о возрасте скопления. Так, например, скопление NGC 2362 считается самым молодым, так как его «поворотная точка» лежит в области звезд, обладающих очень большой светимостью.

Сравнение диаграмм Г—Р — один из способов определения расстояний звездных скоплений. Совмещая между собой главные последовательности, мы сдвигаем диаграммы в вертикальном направлении. Разность видимых и абсолютных звездных величин дает возможность определить расстояние до звездного скопления.

В таблицу XV включено звездное скопление Гиады. Это — группа звезд, окружающих Альдебаран, и по внешнему виду группы нет никаких оснований причислять ее к рассеянным звездным скоплениям. На самом же деле это интереснейшее из звездных скоплений: все входящие в него звезды связаны не только общностью происхождения, но и движутся в пространстве «как одно целое», по параллельным траекториям.

Таблица XV

Список особо интересных рассеянных звездных скоплений

Созвездие и обозначение звездного скопления	1950,0		Диаметр		Число звезд	m	r, по
	α	δ	видимый	линней-ный, пс			
Персей, h	2 ^h 15 ^m .5	+56°55'	36'	16,9	350	4 ^m .3	1900
Персей, γ	2 18,9	+56 53	36	14,2	300	4.3	2000
Персей, M 34	2 38,3	+42 44	42	5,7	80	5.7	500
Телец, Плеяды, M 45	3 43,9	+23 58	180	6,8	160	1.4	130
Телец, Гиады	4 16,7	+15 31	1200	13,0	100	0.8	40
Возничий, M 38	5 25,3	+35 48	26	6,4	150	7.0	850
Возничий, M 37	5 49,0	+32 33	34	10,9	270	6.2	1100
Близнецы, M 35	6 05,7	+24 20	40	9,4	120	5.3	800
Большой Пес, M 41	6 44,9	+20 42	50	7,4	90	5.0	500
Рак, Ясли, M 44	8 37,5	+19 52	420	28,0	320	3.9	160
Стрелец, M 23	17 54,0	+19 01	35	6,0	120	6.0	600
Змея, M 16	18 16,0	+13 48	25	12	55	6.4	1700
Лебедь, M 39	21 30,4	+48 13	30	2,4	25	5.2	280
Кассиопея, M 52	23 22,0	+61 20	48	4,8	120	7.7	900

В 1718 г. английский астроном Э. Галлей, сравнивая координаты Арктура (α Волопаса), определенные в разное время, обнаружил, что они плавно изменяются со временем. Так были открыты собственные движения звезд. Впоследствии тщательные определения собственных движений звезд на небесной сфере, выражающихся в изменении экваториальных координат, не служили темой многих исследований. В настоящее время определены собственные движения более 180 тысяч звезд. Были открыты звезды с очень большим собственным движением — это обычно близкие к нам звезды. Известна «летающая» звезда Барнарда, которая за 180 лет перемещается на фоне звездного неба на дугу в 30', равную видимому угловому диаметру Луны.

Когда были определены собственные движения звезд звездного скопления Гиад, то оказалось, что продолжения их видимых путей сходятся в одной точке неба. Конечно, звезды не стремятся сойтись в одной точке неба: это явление чисто перспективное, подобное радианту метеорного потока, только в данном случае звезды удаляются от нас по параллельным путям, стремясь к «антирадианту». Зная величину собственного движения звезд Гиад, измерив их лучевые скорости и определив положение ан-

тирадианта, можно с достаточной точностью определить расстояние каждой из них от Земли, а следовательно, и их абсолютные звездные величины. В результате было найдено, что центр скопления находится на расстоянии 40 пс от нас, диаметр скопления близок к 13 пс, а пространственная скорость скопления равна 43,2 км/с. Судя по диаграмме Г—Р этого скопления, его возраст довольно велик — несколько сотен миллионов лет, и приходится удивляться, как за такое долгое время оно не разрушилось под влиянием притяжения посторонних скоплению звезд и ядра нашей галактической системы. Возможно, что в настоящее время мы наблюдаем только остатки скопления, некогда гораздо более богатого звездами. Таких «движущихся скоплений», как Гиады, известно несколько.

В заключение скажем, что академик В. А. Амбарцумян и его сотрудники открыли и исследовали особые группы молодых звезд, названные звездными ассоциациями. Ассоциации состоят из однородных по физическим признакам звезд, расположенных сравнительно недалеко друг от друга, но они не образуют тесных звездных групп, подобных рассеянным звездным скоплениям; поэтому они не выделяются на фоне звездного неба, и непосредственно их обнаружить нелегко. Их открытие явилось результатом длительной и трудоемкой работы. Так как звезды в ассоциациях не скучены, то силы взаимного притяжения между ними незначительны. Поэтому звезды, принадлежащие ассоциации, со временем перемешиваются со звездами окружающего звездного фона. То обстоятельство, что ассоциации существуют в настоящее время, означает, что они образовались недавно и их возраст не превышает нескольких миллионов лет. Известны ассоциации таких типов: О — В-ассоциации, состоящие из горячих звезд спектральных классов О и В, и Т-ассоциации — из переменных звезд типа Т Тельца (см. главу VIII). Недавно обнаружена в созвездии Лебедя звездная ассоциация, состоящая из звезд спектрального класса А.

§ 71. Шаровые звездные скопления

Неутомимый искатель комет Шарль Мессье для облегчения своей основной задачи составил в 1781 г. каталог «туманных пятен», в который включил 103 объекта. С тех пор их стали обозначать буквой М с присвоенным к ней каталожным номером, например, М 13, М 67 и т. д.

Некоторые из этих объектов оказались туманностями, в то время как другим удалось «разложить» на отдельные звезды — на крупномасштабных фотографических снимках, получаемых мощными астрографами. Часть из таких объектов, шаровые звездные скопления (рис. 124) — удивительные звездные системы (включающие десятки и даже сотни тысяч звезд), которым было суждено сыграть особую роль в развитии звездной астрономии и космогонии.

Это реальные звездные скопления, содержащие огромное число звезд, удерживаемых силами взаимного притяжения. В центральных частях шарового скопления пространственная плотность распределения звезд в сотни и даже тысячи раз превышает плотность звездного «населения» в окрестностях Солнца. Если бы Солнце с окружающей его планетной системой оказалось в центре шарового звездного скопления, то на нашем небе тогда было бы видно несколько десятков звезд, обладающих

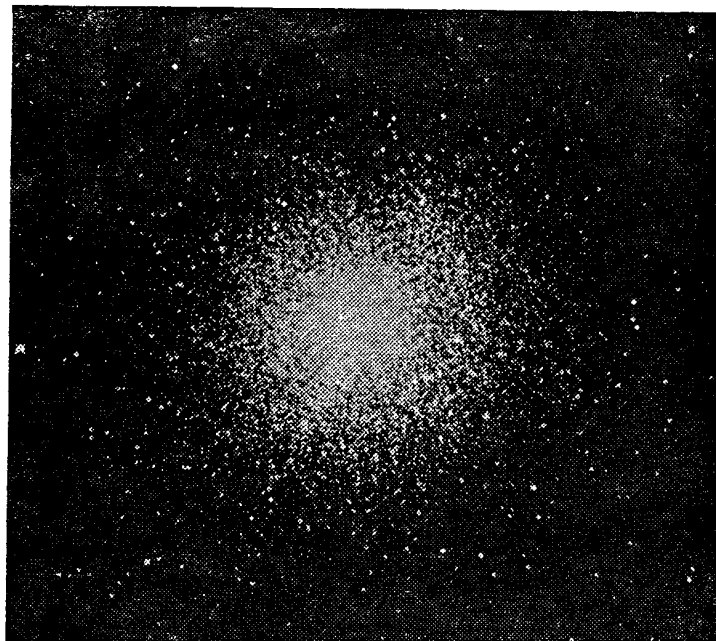


Рис. 124. Фотография шарового звездного скопления М 13 (в созвездии Геркулес).

блеском полной Луны! Конечно, это было бы очень красивое зрелище, но развитие астрономии было бы крайне затруднено, так как мы не видели бы всего разнообразия слабо светящихся небесных объектов.

Шаровых звездных скоплений известно лишь 129. В таблице XVI приведены данные о наиболее ярких из них. В ней указаны созвездия, номера по каталогу Мессье, экваториальные координаты, общие (интегральные) звездные величины, расстояния от Земли, выраженные в тысячах парсеков (кпе), диаметры угловой (в минутах дуги) и линейный (в парсеках) и общая светимость в сравнении со светимостью Солнца.

По общей звездной величине наблюдатель может судить о том, что эти скопления могут быть найдены в достаточно сильный бинокль, а координаты помогут отыскать их на небе.

В последнем столбце приведена общая светимость скопления. Из нее можно сделать такое заключение: если бы все входящие в скопление звезды имели в среднем такую же светимость, как Солнце, то это означало бы, что в скоплениях содержится от 32 тысяч до 175 тысяч звезд!

Таблица XVI

Некоторые сведения о шаровых звездных скоплениях

Созвездие и обозначение скопления по каталогу Мессье	Прав. вос.		Интегральная звездная величина	Расстояние, кпе	Диаметр угловой		Светимость
	α	δ			угловой	линейный, пк	
Геркулес, М 3	13 ^h 39 ^m .9	+28°38'	6 ^m .5	9.2	12'	33	1.75·10 ⁵
Звез. М 5	15 46.0	+2 46	6.0	6.6	13	27	1.43·10 ⁵
Скорпион, М 4	16 20.6	-26 24	6.0	6.0	24	42	1.18·10 ⁵
Геркулес, М 13	16 39.9	+36 33	5.9	5.0	45	23	0.90·10 ⁵
Звез. скоп. М 12	16 46.6	+1 52	6.8	4.5	14	19	0.32·10 ⁵
Звез. скоп. М 10	16 54.5	+4 02	6.7	5.9	14	21	0.43·10 ⁵
Геркулес, М 92	17 15.6	+43 42	6.5	7.8	10	25	1.26·10 ⁵
Скор. скоп. М 22	18 33.3	-23 58	5.1	2.8	20	19	0.59·10 ⁵
Пегас, М 15	21 27.6	+11 57	6.4	8.3	10	29	1.57·10 ⁵
Водолей, М 2	21 30.9	+1 03	6.5	8.8	12	31	1.60·10 ⁵

При определении общей светимости скопления по его интегральной звездной величине используют расстояние скопления от наблюдателя. Эти расстояния очень велики: ближайшее из шаровых скоплений находится на расстоянии 2,8 кпе, т. е. свыше девяти тысяч световых лет. При определении расстояний большую роль сыграли обнаруженные в них переменные звезды, в частности, звезды типа RR Лиры (см. главу VIII). Таких переменных звезд особенно много в большинстве шаровых звездных скоплений. Используя зависимость светимости от периода (§ 76), уравнивая абсолютную звездную величину переменной звезды и по разности видимой и абсолютной звездных величин определяют расстояние.

Диаграммы Г-Р шаровых звездных скоплений показали, что они являются одними из самых старых объектов в нашей звездной системе — Галактике.

§ 72. Галактическая диффузная материя

В каталоге туманных объектов Мессье можно найти также и газопылевые туманности. Конечно, теперь, после широкого применения фотографии, их известно гораздо больше, чем во времена Мессье. Эти объекты мы будем называть галактическими туманностями.

Рассмотрим прежде всего свойства так называемых планетарных туманностей. Они имеют вид дисков, занятых более или

менее равномерным сиянием, или вид кольца. Наиболее популярный объект — кольцевая туманность в созвездии Лира (рис. 125), которую легко отыскать на линии, соединяющей звезды β и γ этого созвездия. В центре кольцевой туманности находится очень горячая звезда (ядро туманности), которую, правда, видно только в очень мощной телескоп. Ее излучение, проходя через газобразную оболочку, и заставляет последнюю светиться; при этом возникает линейчатый эмиссионный спектр туманности.



Рис. 125. Кольцевидная планетарная туманность в созвездии Лиры.

Чтобы составить представление о свойствах кольцевых туманностей, опишем подробнее туманность Лирь. Она находится от нас на расстоянии 700 пс и имеет линейные размеры $42\,000 \times 59\,000$ астрономических единиц (напомним, что астрономическая единица равна 149,6 млн. км). Так как масса оболочек звезд, то средняя плотность ее вещества порядка 10^{-16} г/см³.

Как же возникает свечение такой огромной оболочки звезды? Горячая звезда облучает оболочку своим интенсивным ультрафиолетовым излучением. Последнее поглощается в оболочке и перерабатывается ею. Под действием ультрафиолетового излучения атомы возбуждаются, а затем, захватывая электроны, испускают вместо поглощенного ультрафиолетового излучения эмиссионные линии с большей длиной волны.

Такой способ свечения газа, когда поглощается жесткое излучение, а вместо него телескопически фотон с большей длиной волны («мягкие» фотоны), называется флуоресценцией. Она-то и обеспечивает получение планетарных туманностей,

Химический состав планетарных туманностей в среднем таков: если принять обилие водорода за 1000, то обилие других найденных элементов выразится числами: гелий 100, углерод 0,6, кислорода 0,25, азота 0,2, неона 0,01, серы 0,030, хлора 0,0012, аргона 0,0015 и фтора 0,0001.

Т а б л и ц а N 11

Список планетарных туманностей

№	Созвездие	1900,0		Тип	Звездная величина	T, град.	r, пс	D, п. л.
		α	δ					
4 *	Кит	00°42' ^m ,0	-12°25'	III	8 ^m ,5	42	460	104
19	Эридан	04 09,6	-13 00	IV-, VI	9,3	37	660	24
26	Возничий	05 48,9	+46 06	III -, II	9,9	31	870	9,13
38	Близнецы	07 23,3	-1 21 07	III -, IV	8,3	40	420	19
57	Гидра	10 19,9	-48 08	IV -, III	9,0	58	580	20,23
82	Геркулес	16 40,3	+23 59	II -, IV	9,7	39	790	16X34
143	Дракон	17 58,6	+66 38	III	8,8	35	520	10
159	Змееносец	18 07,2	+06 50	II	9,6	41	760	11
214 *	Лира	18 49,9	+32 54	IV	9,3	75	700	42X50
235	Лебедь	19 30,8	+30 48	IV	9,6	—	760	4
241	Стрелец	19 38,3	-14 24	IV	9,9	51	870	13,17
242	Лебедь	19 42,1	+50 17	III	8,8	38	520	13
246 *	Лисичка	19 55,3	+22 27	III	7,6	85	300	72,11
259	Водолей	20 58,7	-41 46	IV	8,4	51	440	11,11
275 *	Водолей	22 24,3	-21 21	IV	6,5	106	180	130,16
282 *	Кассиопея	23 01,1	+59 43	V	8,1	25	2090	94,11
283 *	Кассиопея	23 16,3	+60 38	V	8,5	25	520	94,11
285	Андромеда	23 24,1	+41 49	VI -, III	8,9	78	550	16

Знаком * отмечены те туманности, у которых угловые размеры больше минута дуги. Пятнадцать из туманностей, помещенных в этом списке, имеют следующие названия: 214 — «Кольцо», 246 — «Гаргаль», 259 — «Сатурн» и 261 — «Мушкетер». Тип звезднообразных туманностей: тип II — правильно освещенные диски; тип IV — «голубые» или «опалевые» диски со сплошным законом распределения яркости; тип V — «голубые» туманности; тип V — «промежуточные» формы между планетарными и рассеянными туманностями; тип VI — аномальные формы.

В таблице XVII приведены данные о наиболее ярких планетарных туманностях, рекомендуемых для наблюдений в телескоп. В таблице приведены номера туманностей по каталогу Б. А. Воронцова-Вельяминова, экваториальные координаты, тип туманности, звездная величина, температура освещающей туманности звезды, выраженная в тысячах градусов, расстояние туманности от Земли (r) в парсеках, и диаметры (D) туманностей (в парсеках — наибольший и наименьший), выраженные в тысячах астрономических единиц (а. е.).

Кстати, надо заметить, что истечение эластичного слоя, обязанного не только $\frac{1}{2} \rho v^2$ (расширения), но и возбужденно-эластическим электростатическим ударами, в результате которых «слои» «насаются» необходимой энергией.

планетарные туманности — это только один из многих видов скопления диффузного вещества. Известны протозвезды, сум-

ности, также обладающие линейчатым эмиссионным спектром, но имеющие неправильную форму. Наиболее типичной туманностью такого рода является знаменитая Большая туманность Орiona (рис. 126), окружающая кратную звезду θ Орiona. Из снимков, полученных на светосильных астрографах, видно, что туманность охватывает всю правую часть созвездия, далеко распространяясь на север. Свечение этой туманности вызвано тем же «механизмом» — флуоресценцией и электронными ударами. Ее облучают входящие в нее горячие звезды.

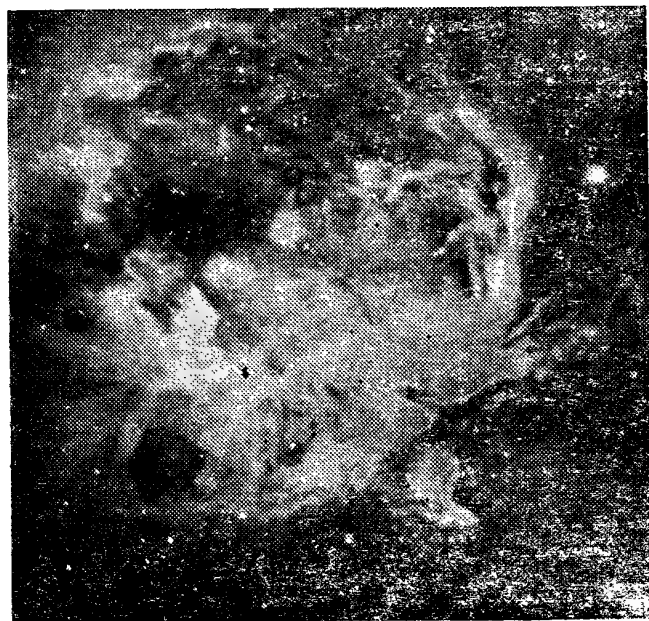


Рис. 126. Туманность Орiona.

Похожа на нее и диффузная туманность, изображенная на рис. 127 (фотография Д. А. Рождковского).

Иногда встречаются загадочные переменные туманности, меняющие свою яркость.

Встречаются также светлые туманности, имеющие звездный спектр, т. е. непрерывный спектр без эмиссионных линий. Извистому, это скопления пылинок, рассеивающих свет соседних с ними звезд, обладающих большими светимостями. Такие туманности видны на снимках Идей.

Существуют также и «темные туманности», вернее, скопления холодного, непрозрачного вещества, поглощающего свет расположенных за ними звезд. Гершель, обративший внимание на «пу-

сты» в Млечном Пути, назвал эти скопления «угольными комками».

Такие «пустоты» особенно хорошо заметны в созвездиях Лебедя, Щита, Змееносца. Особенно хорошо обрисовываются контуры «темной туманности», если она проектируется на светлую,



Рис. 127. Диффузная туманность.

так что происходит вблизи звезды ξ Орiona. Здесь находится темная туманность «Конская голова» (рис. 128).

Видны также обнаружены на фоне светлых туманностей маленькие ясные темные пятна, названные глобулами. Диаметры глобул заключены в пределах от 4 тыс. до 35 тыс. астрономических единиц; глобулы рассматривают как протозвезды, т. е. зародки будущих, еще не скопелировавшихся звезд.

С интересом явлениями встретились астрофизики при изучении Крб-видной туманности в созвездии Тельца. Координаты этого интереснейшего объекта: $\alpha = 5$ ч. 31,5 м., $\delta = +24^\circ 59'$ (1950,0). По виду эту туманность можно отнести как к планетарным, так и к неправильным. В ее центре видна двойная звезда примерно



Рис. 128. Темная туманность «Конская голова» в Орионе.

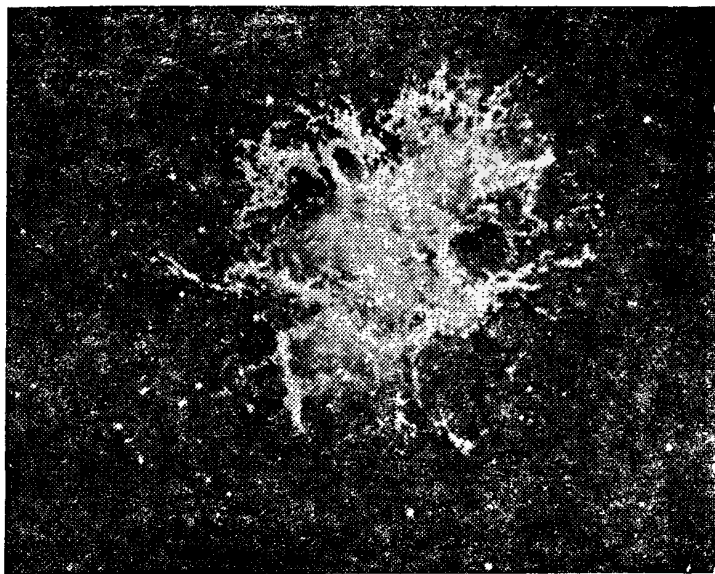


Рис. 129. Фотография H α -облачной туманности в лучах водородной линии H α .

16-й звездной величины. Одна из компонент — желтая звезда, не представляющая собой ничего особенного. Вторая же компонента оказалась исключительно интересной: она голубая и обладает очень высокой температурой, о чем свидетельствует большой ультрафиолетовый избыток в ее излучении.

Туманность очень протяженная, ее диаметр достигает парсека, а расстояние от нас составляет 1030 пс. Ее спектр комбинационный: на непрерывный, довольно интенсивный спектр наложены эмиссионные линии, характерные для планетарных туманностей, но эмиссионные линии водорода ослаблены по сравнению с линиями других химических элементов.

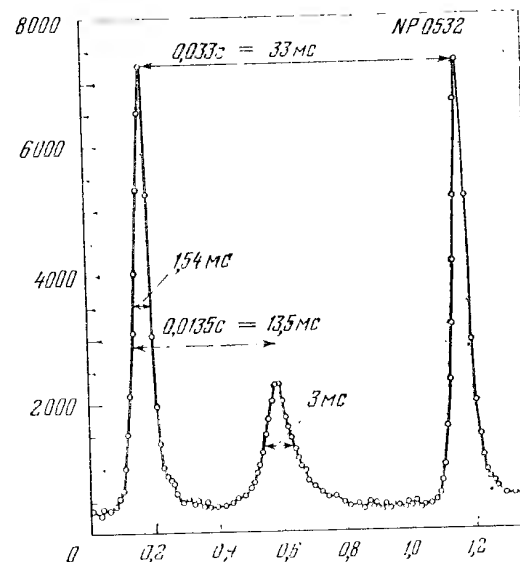


Рис. 130. Кривая изменения блеска пульсара NP 0532. По горизонтальной оси отложено время в долях периода, а по вертикальной — интенсивность излучения в условных единицах.

Самое неожиданное состоит в том, что непрерывный и эмиссионный спектры получаются различными объектами. Как это было обнаружено? Сравнили между собой два снимка туманности. Один из них был получен на обычных фотографических пластинках, без светофильтра, чувствительных к излучениям широкого спектрального диапазона. На нем туманность имеет аморфный вид, более или менее равномерно освещена, с очень небольшим количеством диффузных деталей. Вторым снимком (рис. 129) получен через узкополосный светофильтр, пропускающий линию водорода H α и ионизованного азота; его можно считать монохроматическим. На нем видны многочисленные, переплетенные сложнейшим образом водородные струи.

По это еще не главная загадка Крабовидной туманности. Дело в том, что согласно теории свечения планетарной туманности: центральная звезда должна обеспечить энергетический поток, излучаемой туманностью, в том числе и ее аморфной части. Окажется, что энергии звезды не хватает для этого в 750 раз!

Сравнивая между собой старые и новые снимки туманности, обнаружили, что она систематически расширяется с угловой скоростью $0''.21$ в год, что соответствует линейной скорости расширения около 1000 км/с. Это было подтверждено и спектроскопически: наблюдается соответствующий сдвиг спектральных линий, вызванный эффектом Доплера.

Отсюда следует, что туманность образовалась около 1100 г. н. э., а из летописей известно, что в этом месте созвездия Тельца в 1054 г. вспыхнула сверхновая звезда. Таким образом, вещество туманности — это рассеянное в пространстве вещество вспыхнувшей сверхновой звезды, а голубая звезда — остаток самой сверхновой, светимость которой после вспышки ослабела в 10^8 раз.

Голубая звезда оказалась пульсаром NP 0532 с исключительно коротким периодом пульсаций радиоизлучения, равным 0,033 с! Впоследствии выяснилось, что с таким же самым периодом изменяется и ее блеск (рис. 130). И те, и другие пульсации (радиоизлучения и блеска) происходят в высшей степени регулярно, но период колебаний возрастает. Так, 20 октября 1968 г. он был равен 33,09014 миллисекунды, а 17 марта 1969 г. стал равным 33,09556 миллисекунды, т. е. увеличился на 0,00542 миллисекунды. Столь короткий период требует, чтобы звезда была очень маленькой и очень плотной. Поэтому нет сомнения в том, что пульсар — сверхплотная звезда, со средней плотностью вещества гораздо большей, чем у белых карликов.

Внеатмосферные наблюдения показали, что Крабовидная туманность является также источником рентгеновского и γ -излучений. Это свидетельствует о бурных движениях электронов, происходящих в туманности. Было сделано очень интересное открытие. Внезапно в туманности появилось более яркое свечение, которое наблюдалось 67 суток и за это время переместилось на $1''$. Это соответствует скорости движения, близкой к 26 000 км/с! Вряд ли это свечение одной и той же массы вещества. Скорее всего, с такой скоростью двигался поток электронов, которые своими ударами возбуждали атомы и заставляли их испускать дополнительное излучение.

По-видимому, излучение Крабовидной туманности тепловое. Электроны, движущиеся в магнитных полях туманности с очень большими скоростями, сравнимыми со скоростью света, способны испускать так называемое синхротронное излучение.

Одно из возможных объяснений всего комплекса наблюдающихся явлений состоит в следующем. Считается, что пульсар — сверхплотная звезда, обладающая нейтронным ядром и очень сильным магнитным полем, которое разгоняет электроны до ско-

ростей, сравнимых со скоростью света. Пульсар имеет очень малые размеры (порядка десятков км) и вращается вокруг оси, не совпадающей с направлением магнитной оси, что является причиной радиоизлучения переменной интенсивности.

Атмосфера пульсара испускает быстродвижущиеся электроны, магнитное поле их ускоряет, и их синхротронное излучение имеет направленный характер, что вызывает переменность блеска, когда поток излучения направлен к Земле. В таком случае 0,033 секунды — период осевого вращения пульсара.

Мы видели, что вращение пульсара замедляется. Следовательно, его кинетическая энергия уменьшается. Оказывается, что ее уменьшение близко по мощности к общему излучению окружающей пульсар туманности, и согласно этой гипотезе можно полагать, что все излучение окружающей пульсар туманности поддерживается потерей энергии вращения пульсара.

§ 73. Млечный Путь и строение Галактики

Млечный Путь охватывает все небо широкой полосой, проходящей почти по большому кругу небесной сферы. Самая богатая звездами и звездными облаками часть Млечного Пути для нас, обитателей северного полушария Земли, не видна, так как расположена в южном полушарии. Плоскость симметрии Млечного Пути называется плоскостью галактического экватора, или галактической плоскостью.

Млечный Путь состоит из звездных облаков, расположенных вдоль его экватора. Наиболее яркие и богатые звездами облака видны летом в южной части неба в созвездиях Стрельца и Щита. Несколько «бледнее» звездные облака в созвездиях Лебедя, Кассиопеи, Персея, Возничего и Близнецов. Последние созвездия, как мы знаем, наблюдаются поздней осенью и зимой. В созвездии Единорога Млечный Путь переходит в южное полушарие неба. Существуют две точки на небе, где перпендикуляр, восстановленный к плоскости галактического экватора, пересекает небесную сферу. Это северный и южный галактические полюсы. Северный галактический полюс находится в созвездии Волос Верея, а южный — в созвездии Скульптора.

Вблизи галактического экватора располагаются поглощающие свет массы темного, холодного вещества — галактический субстрат. Мы его отчетливо видим в созвездиях Орла, Щита и Змееносца. Здесь Млечный Путь разделяется на две части темным пространством. Обратите на это внимание при летних наблюдениях звездного неба.

Около 70 лет назад Х. Шепли исследовал систему входящих в Галактику шаровых звездных скоплений. Определив расстояния до каждого из них, он построил трехмерный макет системы шаровых скоплений и обнаружил, что она располагается «сферической короной» вокруг точки, находящейся в направлении созвездия Стрельца и удаленной от Солнца примерно на 30 тысяч

световых лет. Здесь можно было искать центр или ядро Галактики.

Почему же мы не видим это ядро? Вспомним о существовании подстилающего галактического субстрата, столь мощного, что в этом направлении. Только в 1946 г. советские исследователи В. Б. Никитин, А. А. Галанин и В. И. Красовский, используя большую прозрачность галактического субстрата к инфракрасным лучам и применив электронную технику, получили снимок ядра Галактики. Оно имеет овальную форму и удалено от Земли на 29—30 тысяч световых лет. Позднее в центре ядра Галактики был найден мощный источник радиовлучения. Из ядра Галактики вытекают потоки газов со скоростью около 50 км/с.

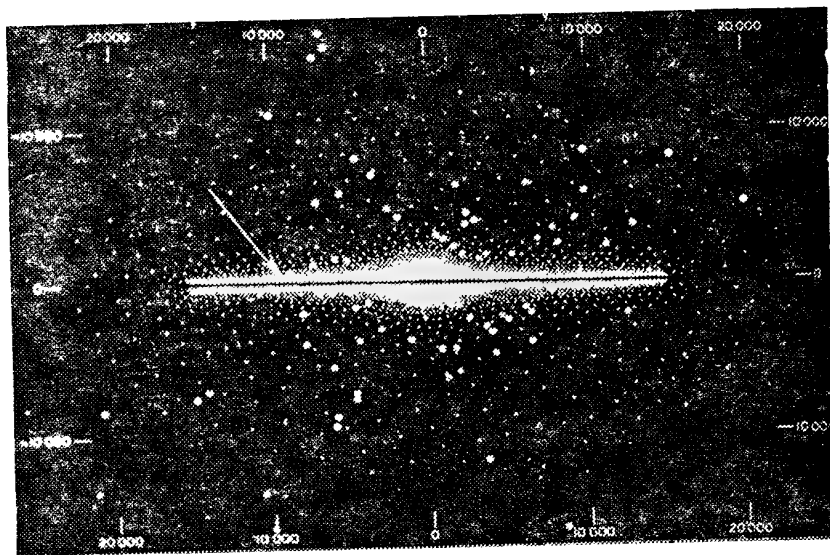


Рис. 131. Галактика. Кружками отмечены главные звездные скопления. Расстояние выражено в парсеках. Стрелка показывает положение Солнца.

Если рассматривать Галактику «с ребра», то она напоминает две глубокие тарелки, сложенные краями (рис. 130). Солнце расположено несколько севернее плоскости симметрии Галактики. Диаметр Галактики — около 100 тысяч световых лет или около 300 000 пс. Если же посмотреть на Галактику «сверху», то она представляет спиральную систему с несколькими «рукавами».

Многочисленные исследования звездных движений привели к открытию предсказанного еще в прошлом столетии русским астрономом М. А. Ковальским вращения Галактики вокруг ее ядра. Голландский астроном Я. Оорт не только обнаружил это вращение, но и показал, что оно может быть использовано для различных исследований межзвездного пространства.

Вращение Галактики подчиняется довольно сложному закону. Если бы звезды были равномерно распределены внутри пространства, занимаемого Галактикой, то она должна была бы вращаться как твердое тело. Если бы подавляющая масса Галактики была сосредоточена в ее ядре, то движение звезд вокруг ядра было бы близко к кеплеровскому. Однако ни того, ни другого не происходит: Галактика вращается вокруг ядра по промежуточному закону, более близкому к кеплеровскому, чем к закону вращения твердого тела.

Надежно установлено, что Солнце движется вокруг ядра Галактики со скоростью около 240 км/с и совершает полный оборот по галактической орбите примерно за 180 миллионов лет! В своем орбитальном движении оно перемещается в направлении созвездия Лебедя. Но относительно же к окрестным звездам движение Солнца направлено к созвездию Геркулеса, и его скорость близка к 20 км/с. Зная скорость и расстояние Солнца от ядра Галактики, можно приблизительно оценить ее массу. Оказалось, что общая масса Галактики порядка $2 \cdot 10^{11}$ масс Солнца!

Кроме звезд и темного диффузного вещества, в Галактике содержатся разреженные облака газа. Водородные облака можно обнаружить и исследовать двумя способами. Один из них, оптический, успешно применялся академиком Г. А. Шайном и В. Ф. Газе. Они производили снимки неба через светофильтр, пропускающий очень узкий участок спектра с длинами волн, примерно равными длине волны водородной спектральной линии H_{α} . На таких почти монохроматических снимках получались изображения облаков межзвездного водорода. В подробном атласе распределения межзвездного водорода хорошо видны длинные струны, вытянутые почти параллельно галактическому экватору. Второй способ изучения распределения межзвездного водорода — радиоастрономический.

В общем радиоизлучении Галактики выделяется спектральная линия с длиной волны 21 см, которую излучают атомы водорода, находясь в специфических условиях межзвездного пространства. По форме этой спектральной линии и по ее смещению относительно нормальной длины волны можно судить о распределении и движении облаков разреженного межзвездного водорода. Эти исследования позволили создать общую картину распределения водородных облаков в Галактике (рис. 132). Они концентрируются в основном в плоскости Галактики. В точке С расположено ядро; обнаружен поток водорода, вытекающий из ядра по радиусам (отмечено стрелками). На обводе рисунка указана галактическая долгота. Положение Солнца отмечено точкой, обведенной кружком. Если считать, что облака водорода ассоциированы со звездными облаками, то видно, что мы наблюдаем несколько «рукавов» Галактики, имеющей спиральное строение. Ближайший к центру Галактики звездный рукав называется рукавом Стрельца, следующий, более далекий рукав, — это Орионов рукав, на краю которого находится Солнечная система, и, наконец, третий,

Персеев рукав, расположен за Солнцем, на расстоянии около 4000 пс от него. Интересующихся результатами радиоастрономических исследований Галактики отсылаем к книге С. А. Капана «Элементарная радиоастрономия».

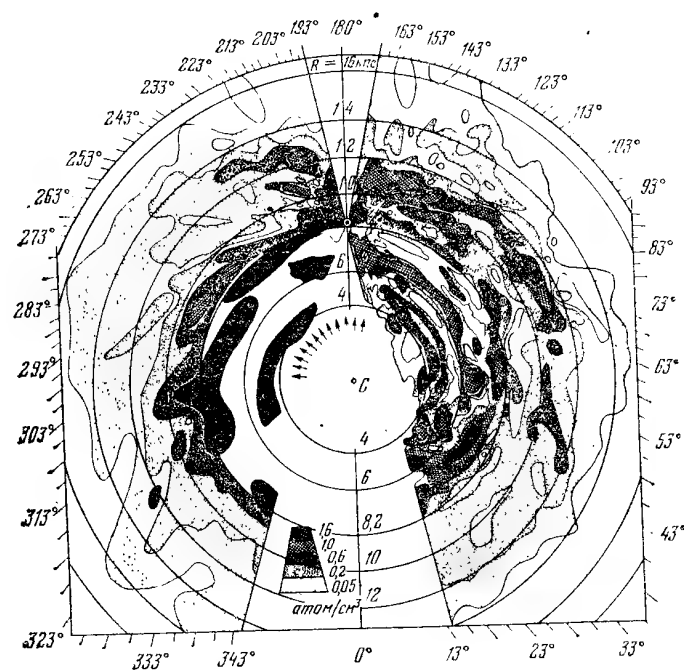


Рис. 132. Распределение водородных облаков в плоскости Галактики. Степень почернения характеризует плотность облаков.

Теперь вернемся к описанию результатов оптических исследований Галактики. Мы видели, что Галактика — это утолщенная звездная система, которая охватывает почти сферической подсистемой, состоящей из шаровых звездных скоплений. Были определены лучевые скорости этих объектов, и оказалось, что они во вращательном движении Галактики не участвуют. Это, конечно, не означает, что шаровые скопления вообще неподвижны. Каждое из них движется под влиянием притяжения ядра Галактики. Однако их галактические орбиты имеют совсем иную форму, далекую от круговой. Этот факт заставил предположить, что Галактика — очень сложная звездная система, состоящая из различных взаимопроникающих подсистем.

Установлено, что в Галактике существуют три главные составляющие, отличающиеся распределением в пространстве и скоростями движения входящих в них объектов.

Плоская составляющая содержит так называемое «население первого типа»; принадлежащие этой составляющей объекты сконцентрированы вблизи плоскости Галактики и имеют небольшие (по абсолютной величине) галактические широты. В эту составляющую входят подсистемы долгопериодических цефеид, звезды спектрального класса В, звезды спектрального класса О, некоторое число звезд типа RR Лиры (см. главу VIII), рассеянные звездные скопления и ассоциации, а также темные туманности. Пожалуй, самым характерным для этих объектов является «сплошной» характер их собственных пространственных скоростей.



Рис. 133. Фотография туманности Андромеды — галактики М 31.

Они как бы единым фронтом движутся вокруг ядра Галактики. Если вычесть из их собственных скоростей «регулирующую» вращательную скорость, то остатки будут иметь малую величину. Большинство звезд плоской составляющей считаются молодыми, недавно образовавшимися, располагающимися в спиральных рукавах Галактики.

Вторая, «крайняя» составляющая называется сферической ввиду того, что входящие в нее объекты имеют любие галактические широты (см. § 23). Часто говорят, что она содержит звезды второго типа «звездного населения». Если подсчитать плотность пространственного распределения этих объектов, то она будет увеличиваться по направлению к ядру Галактики. Главная же характеристика объектов, входящих в сферическую составляющую, — это большие остаточные скорости их движения, направленные совершенно хаотически. В сферическую составляющую входят подсистемы субкарликов, большинство звезд типа RR Лиры, долгопериодические переменные с периодами от 150 до 200 суток и цефеиды типа W Девы. К ней можно также отнести и шаровые звездные скопления.

Отличаются эти объекты от звезд первого типа населения еще и значительной обогащенностью их атмосфер водородом и нехваткой металлов. Считается, что эти объекты предельно старые, что они образовались гораздо раньше объектов, входящих в плоскую составляющую.

Выделена также и третья, промежуточная составляющая, содержащая ряд классов переменных звезд, белые карлики и планетарные туманности.

Наглядное представление о виде Галактики извне, с огромного расстояния, можно составить по рис. 133, на котором воспроизведена фотография галактики М 31 — туманности Андромеды. Эта звездная система чрезвычайно похожа на нашу Галактику.

§ 74. «Большая Вселенная»

За пределами Галактики расположены многочисленные подобные ей звездные системы, которые называются галактиками (с малой буквы). Самая яркая галактика северного полушария неба — туманность Андромеды, или М 31 (см. рис. 133). Это одна из ближайших к нам звездных систем, довольно хорошо изученная. На рис. 133 видно, что у нее есть сферическое ядро, от которого отходят спиральные ветви — «рукава». Экваториальный диаметр ядра равен 1200 пс, в то время как полярный составляет 900 пс. Спиральные ветви простираются до 10 тыс. пс, хотя более слабые их части можно проследить фотометрически вплоть до расстояния порядка 30 тыс. пс.

Внешние части спиральных ветвей и ядро были «разложены» на отдельные звезды. Среди входящих в спиральные ветви звезд были открыты многочисленные цефеиды, что дало возможность оценить модуль расстояния (разность между видимой и абсолютной величинами), который оказался равным 24,2 звездной величины. Отсюда найдено, что галактика М 31 удалена от нас на 650 тыс. пс, или на 2 млн. световых лет!

В галактике М 31, так же как и в нашей Галактике, «перемешаны» по крайней мере две составляющие: плоская, характерная для спиралей, и сферическая — для ядра. Галактика М 31, по-

добно нашей, окружена подсистемой из многочисленных (свыше ста) шаровых звездных скоплений.

Пространственная ориентировка галактики М 31 такова, что луч зрения наблюдателя наклонен к плоскости ее экватора на угол 15—16°, что несколько затрудняет изучение ее спиральной структуры, но дает возможность судить (по определению лучевых скоростей различных ее частей) о ее вращении вокруг ядра. Закон изменения скорости вращения с расстоянием от ядра оказался довольно сложным. Ядро вращается как одно целое подобно твердому телу, что свидетельствует о почти равномерном распределении в нем вещества. На границе ядра скорость достигает значения, немного меньшего 100 км/с, и один полный оборот совершается за 25 млн. лет. Затем скорость уменьшается до нуля и снова растет с расстоянием при переходе в область спиральных ветвей.



Рис. 134. Туманность М 31 — галактика и созвездие Гонимых Псов.

Главное нарастание скорости продолжается до расстояния, равного 9 тыс. пс, где она достигает 370 км/с, а период орбитального движения — 200 млн. лет. Более далекие части галактики движутся медленнее.

В галактике М 31 есть планетарные туманности, диффузные газовые облака, испускающие эмиссионный линейчатый спектр, и поглощающее свет пылевое вещество, тонким слоем охватывающее ее экваториальные области. Просвечивающие сквозь это

слои звезды ослаблены и покраснели. Массы рассеянного водорода являются причиной ее радиоизлучения. В ней часто вспыхивают новые звезды, и даже один раз, в 1885 г., астрономы стали свидетелями вспышки сверхновой звезды S Андромеды, которая достигла в максимуме блеска 6-й видимой звездной величины; в это время ее абсолютная звездная величина была равна -18^m .

Вращение галактики Андромеды дало возможность определить ее массу. Эта масса оказалась исключительно большой, близкой к $360 \cdot 10^9$ масс Солнца! Следовательно, в звездной системе M 31 содержится не меньше 400 млрд. звезд. Общая светимость этой галактики также огромна: ее «интегральная» абсолютная звездная величина равна -21^m ! Спиральное строение еще лучше видно на снимке туманности Гончих Псов M 51 (рис. 134).

В таблице XVIII приведены самые яркие галактики северного полушария неба.

Таблица XVIII

Сведения о ярких галактиках

Обозначение	Созвездие	1950,0		Угловые размеры	m	r , Мпс	M	Масса в (в массах Солнца)
		α	δ					
NGC 205	Андромеда	00 37 46	+41 25'	26' x 12'	8,9	0,6	-16^m	$2,5 \cdot 10^9$
M 32	»	00 40,0	+40 36	12' x 8	9,1	0,6	$-15,5$	$2,6 \cdot 10^9$
M 31	»	00 40,0	41 00	200' x 90	4,3	0,6	-21	$360 \cdot 10^9$
M 33	Треугольник	01 31,1	+30 24	83' x 53	6,2	0,7	-19	$20 \cdot 10^9$
NGC 2403	Жираф	07 32,0	-65 43	29' x 15	8,8	3,2	-19	$40 \cdot 10^9$
M 81	Б. Медведица	09 51,5	+69 18	35' x 14	7,8	3,2	-20	$130 \cdot 10^9$
M 106	Гончие Псы	12 16,5	+47 35	24' x 6	8,9	10,0	-21	$160 \cdot 10^9$
M 51	»	13 27,8	+47 27	14' x 10	8,9	7,0	-20	$40 \cdot 10^9$
M 101	Б. Медведица	14 01,4	+54 35	28' x 28	8,2	7,0	-21	$320 \cdot 10^9$

В этой таблице приведены обозначения галактик, их экваториальные координаты, угловые размеры, видимая звездная величина m , расстояние r (в млн. парсек — мегапарсеках — Мпс), абсолютная звездная величина M и масса (выраженная в массах Солнца), а также созвездия, в которых они находятся.

Мы приведем этот список для того, чтобы наблюдатель мог отыскать наиболее яркие галактики и иметь о них представление. Никаких деталей строения галактик он не сможет обнаружить при визуальных наблюдениях, так как они видны только на фотографиях, сделанных с большими экспозициями.

Вид галактик весьма разнообразен. Хаббл разработал их классификацию. Она изображена на рис. 135.

Буквой E обозначаются эллиптические галактики. Приписанная справа цифра характеризует вытянутость: E0 — круглая галактика, E7 — сильно вытянутая.

Буква S избрана для обозначения спиральных галактик. Нормальными называются такие спиральные галактики, у которых ветви отходят непосредственно от ядра, их обозначают также символом SA. В том же случае, если ядро пересечено перемычкой, от концов которой отходят ветви спирали, такую галактику называют «пересеченной» и обозначают символом SB. Приписанная справа буква a, b или c характеризует степень развития спирали. Буквой I или Ir обозначаются галактики, имеющие неправильную форму.

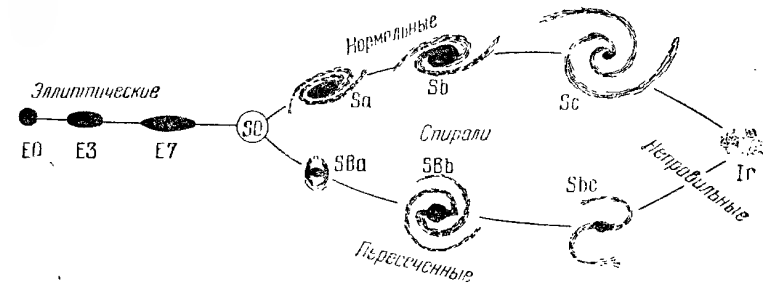


Рис. 135. Классификация галактик, разработанная Хабблом.

Постепенно классификацию Хаббла стали дополнять и усложнять, чтобы полнее описать все разнообразие наблюдающихся форм. Сведения об этих новых классификациях можно найти в книге Б. А. Воронцова-Вельяминова «Внегалактическая астрономия» («Наука», 1978).

Изучение галактик показало, что хотя в среднем они распределены в больших объемах пространства равномерно, они образуют реальные группы и скопления. Так, например, можно считать, что Галактика, оба Магеллановых Облака, туманность Андромеды (M 31), туманность Треугольника (M 33) и еще около 25 менее крупных галактик образуют Местную группу.

Гораздо более богатое скопление мы наблюдаем в направлении созвездия Девы. В него входят несколько тысяч главным образом спиральных галактик, рассеянных на площади около 120 квадратных градусов. Расстояние до центра этого скопления около 12 мегапарсеков.

Богатое скопление галактик находится в созвездии Велос Вероники, где их насчитывается около 800. Расстояние до него равно 14 Мпс. Радионаблюдения этого скопления показали, что в нем содержится также 10^{14} масс Солнца диффузного водорода!

С увеличением мощи телескопов границы доступной исследованию Вселенной все больше расширяются. С помощью наиболее современных телескопов можно получить снимки наиболее ярких галактик, удаленных на 12 миллиардов световых лет. Наблюдения и статистические подсчеты показали, что внутри сферы столь большого радиуса заключены миллиарды галактик. Если вспомнить, что каждая из них — звездная система, состоящая из

десятков и сотен миллиардов звезд, то вполне естественно назвать всю их совокупность «Большой Вселенной».

После того как удалось исследовать спектры галактик и определить их лучевые скорости, было открыто новое удивительное явление — «разбегание» галактик, получившее название «красного смещения». Оказалось, что лучевые скорости далеких галактик положительны и возрастают пропорционально их расстоянию. Для характеристики этого явления была введена величина $z = \Delta\lambda/\lambda$, где $\Delta\lambda$ — изменение длины волны λ спектральной линии. Э. Хабблом, открывшим и изучившим это явление, была получена из наблюдений формула

$$r = \frac{c}{H} \cdot z,$$

где r — расстояние до галактики (в мегапарсеках), c — скорость света, а H — постоянная, примерно равная 55 км/с · Мпс.

Это дает возможность вычислить расстояние галактики от нас, если удалось измерить ее лучевую скорость. Зная же расстояние, можно вычислить некоторые физические характеристики, например, абсолютную звездную величину (по видимой звездной величине) и размеры (по угловому диаметру).

Если истолковать явление красного смещения как реальное разбегание галактик вдоль луча зрения, то при малых скоростях, согласно эффекту Доплера, должна оправдываться формула

$$v = z \cdot c.$$

Однако если v сравнима со скоростью света c , то ее приходится заменить, согласно специальной теории относительности, формулой

$$v = c \frac{(1+z)^2 - 1}{(1+z)^2 + 1}.$$

Из этой обобщенной формулы следует, что при $z = 1$ $v = \frac{3}{5}c$,

а при $z = 2$ $v = \frac{4}{5}c$ и т. д.

Наблюдения показали, что очень далекие от нас галактики «удаляются» со скоростями, превышающими 150 000 км/с.

Было бы naïвно думать, что Земля является центром Вселенной и что все галактики разбегаются от нее. Красное смещение получило иное толкование, опирающееся на общую теорию гравитации Эйнштейна. По этой теории гравитирующая масса изменяет свойства окружающего ее пространства.

Масштабы, измеряющие расстояния между галактиками, оказываются зависящими от так называемого «радиуса мира», который может с течением времени изменяться. В настоящее время радиус мира растет и мы видим, что галактики удаляются друг от друга. Однако существуют такие решения уравнений «Большой Вселенной», при которых радиус мира убывает или периодически колеблется.

Теория расширяющейся Вселенной привела к заключению, что несколько миллиардов лет назад вещество наблюдаемой нами части Вселенной, обладавшее в то время очень высокой средней плотностью, испытало взрыв огромной мощности и стало расширяться.

В заключение дадим описание некоторых галактик, по тем или иным свойствам выделяющихся из общей массы.

Систематические спектральные обзоры неба, предпринятые в Бюраканской обсерватории, обнаружили большое число галактик, испускающих интенсивное ультрафиолетовое излучение (галактики Маркаряна).

Сейферт открыл существование особых галактик, в которых быстрые движения газа сопровождаются его выбросами со скоростями, достигающими до нескольких тысяч км/с. В ядрах этих галактик происходят бурные беспорядочные движения, что называется на ширине испускаемых ими эмиссионных спектральных линий — они сильно расширены. Обладают эти галактики также избытком ультрафиолетового излучения.

Немного более миллиона лет назад одна из галактик — M 82 ($\alpha = 9^h 51^m 9^s$; $\delta = +69^\circ 56'$; созвездие Большой Медведицы; видимая звездная величина 9,^m2; угловые размеры $13' \times 8'$; расстояние 3,2 Мпс, абсолютная звездная величина -18^m ; масса $8 \cdot 10^9$ солнечных) выбросила из себя огромное количество газа (около $5 \cdot 10^6$ масс Солнца). Этот газ, двигаясь вдоль магнитных силовых линий, разлетелся до расстояния в 3000 пс со скоростью, близкой к 1000 км/с.

Обзоры неба в «радиолучах» открыли существование так называемых радиогалактик. Многие галактики подобно нашей испускают радиоизлучение, но, как правило, не очень мощное. Но были обнаружены сравнительно немногочисленные галактики, которые излучают в радиодиапазоне в несколько раз больше энергии, чем в оптическом. Они и были названы радиогалактиками. Сейчас их известно несколько сотен.

Поиски отдельных, или дискретных, источников радиоизлучения привели к открытию удивительных звездоподобных образований, которые обладают интенсивным излучением как в радиодиапазоне, так и в оптическом. Их звездоподобный вид вызвал к жизни новое название — квазары, что надо понимать как сокращение двух слов «квазизвездные радиоисточники».

У квазаров наблюдается очень большое красное смещение спектральных линий. Величины z у разных квазаров лежат в пределах от 0,06 до 3,5. Если истолковать это смещение линий таким же путем, как это было сделано для галактик, то расстояние до самого далекого квазара должно быть равным 3,7 млрд. пс или 12 млрд. световых лет! Но если это так, то их светимости должны быть очень высокими. Действительно, абсолютная звездная величина квазаров достигает -25^m , т. е. квазары обладают наиболее высокой светимостью. Малые угловые диаметры квазаров (менее $0'',01$ и даже менее $0'',001$), надежно определенные по особым

интерференционным радиоизмерениям, говорят об их небольших линейных диаметрах — от 1 пс до 180 пс. Так как эти объекты родственны галактикам, то можно оценить их массу. Она оказалась огромной, в миллионы раз больше массы Солнца.

Было обнаружено, что некоторые квазары сильно изменяют блеск с амплитудой, достигающей до нескольких звездных величин. Такие изменения происходят сравнительно быстро, на протяжении нескольких месяцев. Они могут наблюдаться у объектов, обладающих небольшими размерами, что подтверждает сделанные ранее заключения об огромной концентрации больших масс вещества в сравнительно малом объеме квазара.

У квазаров особенно интенсивен ультрафиолетовый участок спектра. Когда это было обнаружено, то стали искать такие слабые звездообразные объекты, у которых ультрафиолетовый участок спектра также более интенсивен, и они были найдены. Часть из них оказалась голубыми звездами, а у других голубых объектов обнаружено очень большое красное смещение спектральных линий, чем доказывалась внегалактическая природа «голубых» квазизвезд. Вместе с тем, их радиоизлучение очень незначительно. Следовательно, были найдены еще новые разновидности внегалактических объектов, которые назвали квазизвездными галактиками, или квазагами. Подсчеты показали, что их примерно в 200 раз больше, чем квазаров.

Глава VIII

ПЕРЕМЕННЫЕ ЗВЕЗДЫ И СПОСОБЫ ИХ НАБЛЮДЕНИЙ

Изучение переменных звезд — звезд изменяющих свой блеск — широкое и благодарное поле деятельности для любителей астрономии. Этим и вызвано выделение сведений об этих объектах в отдельную главу.

Переменные звезды можно разделить, в соответствии с причинами колебаний их блеска, на три основных класса — затменные, пульсирующие и взрывные (сруптивные).

§ 75. Затменные переменные звезды

Это — одна из разновидностей двойных звезд. Двойная звезда оказывается затменной переменной, если в момент соединения одна из ее компонент частично или полностью закрывает от наблюдателя вторую компоненту. Затмения повторяются периодически. Период изменения блеска P — это период орбитального обращения двойной звездной системы вокруг общего центра масс.

Класс затменных переменных звезд разделяется в свою очередь на несколько типов. Особенно многочисленны звезды типа Алголя (β Персея), кривая изменения блеска которого изображена на рис. 136, а). Она характеризуется почти постоянным максимальным блеском, прерываемым глубоким первичным минимумом — главным затмением, во время которого яркая компонента скрывается за менее ярким спутником. На кривой виден и вторичный минимум, вызванный затмением спутника яркой компонентой. Оба минимума «острые» — после окончания падения блеска немедленно начинается его подъем, так как происходит частные затмения. Максимальный блеск Алголя не остается совершенно постоянным, а немного усиливается ко вторичному минимуму и ослабляется после него, что объясняется отражением излучения яркой звезды спутником. Период изменения блеска Алголя равен 2,867 суток.

У некоторых звезд типа Алголя происходят полные затмения. Во время полной фазы затмения к нам доходит только тот свет, который излучает спутник, затмевающий яркую звезду. На кривой блеска в ее минимальной части мы находим в этом случае интервал постоянного (минимального) блеска, продолжительность которого позволяет судить о длительности полной фазы затмения.

Второй тип затменных переменных — звезды типа β Лиры. Кривая изменения блеска этой звезды (рис. 136, б) обладает округлыми максимальными частями, что вызвано отличием фигур компонент от шаровой. Обе компоненты вытянуты под влиянием приливных сил навстречу друг другу, т. е. имеют продолговатую форму. Первичный и вторичный минимумы имеют разную глубину. Период изменения блеска β Лиры равен 12,937 суток.

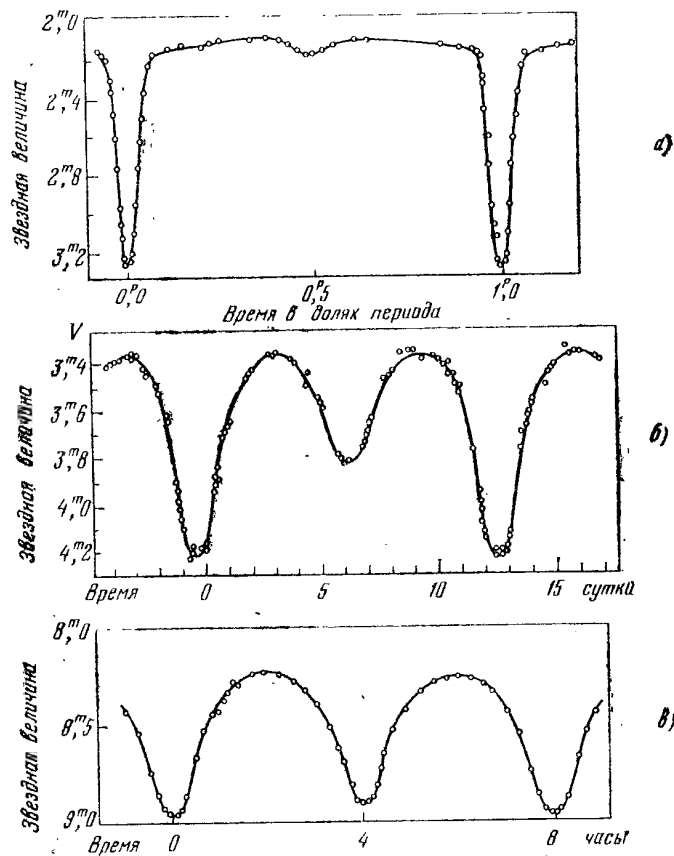


Рис. 136. Кривые изменения блеска: а) Алголи (β Персея); б) β Лиры; в) W Большой Медведицы.

Третий тип затменных переменных — звезды типа W Большой Медведицы. Это звезды, похожие на β Лиры, но имеющие короткие периоды обращения (у W Большой Медведицы период равен 0,333638 суток) и равные (или почти равные) по глубине минимумы блеска (рис. 136, в).

Подавляющее большинство затменных переменных — тесные двойные звезды, у которых радиус относительной орбиты сравним с радиусами компонент. Все затменные звезды являются также спектрально-двойными, что позволяет полностью исследовать удивительные свойства этих систем. Сочетание фотометрических наблюдений со спектральными дает ответ на многие важные вопросы — о размерах, массах и плотностях вещества звезд. Для иллюстрации приводим данные о звезде U Цефея; кривая изменения ее лучевой скорости приведена на рис. 137.

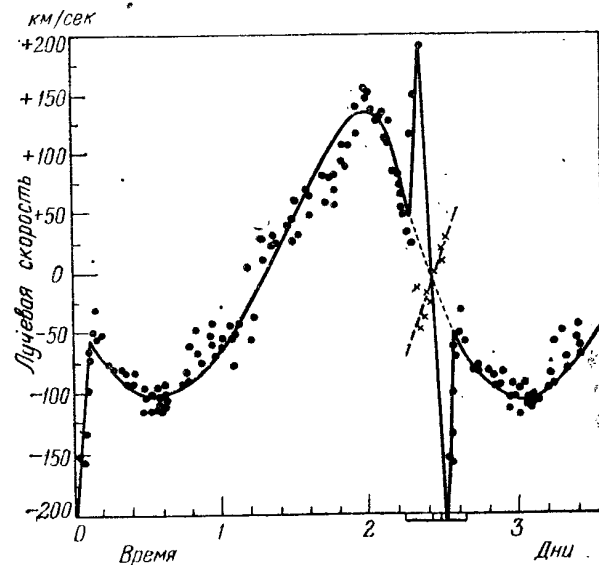


Рис. 137. Кривая изменения лучевой скорости U Цефея. Лучевые скорости яркой звезды изображены точками, а спутника-субгиганта — крестиками. Интервал затмения выделен прямой скобкой под осью времени. Выступы с разрывом — влияние осевого вращения яркой затмеваемой звезды.

Моменты минимумов наступают в соответствии с формулой

$$M_E = 2440874,301 + 2,493041E,$$

начальный момент минимума M_0 выражен в ней в юлианских днях (§ 18), период P — в средних сутках, E — целое число периодов.

Звездная величина этой звезды в максимуме блеска $6^m,63$, а в главном минимуме $9^m,79$. Вторичный минимум почти незаметен. Главное затмение длится около 10 часов, а его полная фаза — 1,9 часа. Из-за длительности затмения полный минимум в течение одной ночи пронаблюдать не удастся и кривую блеска приходится строить по наблюдениям, полученным в разные ночи (см. § 81).

Анализ кривой изменения лучевой скорости и кривой блеска привел к следующим выводам: радиус относительной орбиты

(расстояние между центрами компонент) составляет 10,22 млн. км, радиус яркой звезды 2,2 млн. км, а радиус менее яркого спутника — 3,2 млн. км; меньшая по размерам яркая звезда излучает 95% света всей системы, а больший спутник — только 5%! Масса яркой звезды равна 4,30 массы Солнца, а спутника — 2,58; средняя плотность вещества яркой звезды (спектрального класса B8) равна $0,19 \text{ г/см}^3$, а спутника (субгиганта спектрального класса G) $0,039 \text{ г/см}^3$.

Период звезды оказался переменным (он постепенно увеличивается), поэтому рекомендуем ее регулярно наблюдать. Для этой цели приводим на рис. 138 карту ее окрестностей и звездные величины звезд сравнения, которые необходимы при наблюдениях.

Теперь обратим внимание на поведение лучевой скорости этой звезды во время главного минимума блеска. На рис. 137 кривая лучевой скорости яркой звезды изображена сплошной линией. Ее плавный ход нарушается во время главного затмения. Здесь кривая проведена пунктиром. Это изменение лучевой скорости вызвано орбитальным движением. Штрихами изображена кривая изменения лучевой скорости спутника. Его спектр виден только во время затмения, и потому на рисунке изображен только отрезок кривой. В тот момент, когда пунктирная и штриховая линии пересекаются, наступает минимум блеска; в этот момент обе компоненты движутся перпендикулярно к лучу зрения и их лучевые скорости должны быть равны нулю.

Однако при наступлении минимума блеска лучевая скорость яркой звезды начинает возрастать и достигать своего наибольшего затмения перед началом полной фазы. Затем плавная кривая разрывается, и после окончания полной фазы затмения наблюдается резкое уменьшение лучевой скорости, которая затем увеличивается, и по окончании затмения влияние «аномалии» прекращается.

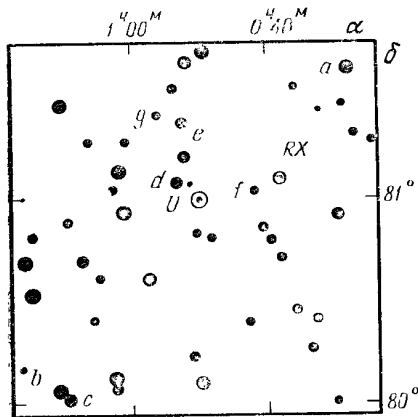


Рис. 138. Карта окрестностей U Цефея. На карте также помечена неправильная переменная звезда RX Цефея. Звездные величины звезд сравнения: a—6,38, b—6,73, c—7,20, d—7,80, e—8,41, f—9,12, g—9,54.

Такой сложный вид кривой изменения лучевой скорости вызван сложением двух эффектов — орбитального движения и вращения яркой звезды вокруг ее оси. Дело в том, что перед наступлением полной фазы затмения почти весь диск яркой компоненты закрыт спутником, за исключением узкого серпа, который в результате своего вращения удаляется от нас. После окончания полной фазы из-за спутника появляется другой край яркой

звезды, который к нам приближается. Таким образом, размах разрыва кривой лучевых скоростей позволяет определить скорость вращательного движения на экваторе яркой звезды. Оказалось, что у U Цефея скорость вращательного движения равна 200 км/с, так что период осевого вращения оказался в 4,5 раза короче периода орбитального обращения.

На первых порах предполагали, что обе компоненты затменной двойной системы обладают тонкими фотосферами, резко очерченными дисками и разделяющее их пространство не содержит вещества. Впоследствии спектральные наблюдения показали, что действительность много сложнее. Так, например, у многих затменных звезд во время полного затмения наблюдаются эмиссионные спектральные линии. Они возникают в кольцеобразной оболочке яркой звезды, вращающейся вокруг нее наподобие кольца Сатурна.

Еще более сложные движения происходят внутри двойной системы β Лирь. Исследования ее спектра показали, что обе компоненты погружены в общую газовую оболочку, которая постепенно рассеивается в пространстве. Кроме того, вблизи каждой из компонент образуются потоки газов, идущие с большими скоростями от одной компоненты к другой. Обе звезды как бы обмениваются своим веществом.

§ 76. Пульсирующие звезды

Особенно многочисленны переменные звезды, у которых колебания блеска вызваны пульсационными движениями, возникающими во внешних слоях. Они подразделяются на ряд типов, которые мы перечислим в порядке увеличения периода изменчивости: карликовые цефеиды, звезды типа RR Лирь, цефеиды, звезды типа RV Тельца и долгопериодические типа Млр (Удивительной Кита; см. с. 34).

Кривые изменения блеска у большинства пульсирующих звезд похожи по своей форме. Подъем (восходящая ветвь кривой блеска) происходит быстрее, чем падение после минования максимума (нисходящая часть кривой блеска).

У пульсирующих переменных синхронно с блеском изменяются и лучевые скорости, что вызвано радиальными колебаниями объема звезды. Когда звезда сжимается, ее поверхность от нас удаляется и лучевая скорость положительна. При расширении звезды скорость отрицательна, так как поверхность звезды приближается к нам. Кривая изменения лучевых скоростей дает возможность вычислить радиус фотосферы для любого момента времени. Эти колебания сопровождаются также периодическими изменениями температуры фотосферы, что сказывается на показателях цвета и спектральном классе звезды. В максимуме блеска температура повышена, а спектральный класс — более ранний.

Карликовые цефеиды — звезды, обладающие самыми короткими периодами изменения блеска. Их периоды заключены в пре-

делах от 0,055 до 0,178 суток, а амплитуды — от 0,3 до 1,2 звездной величины. Средние температуры их фотосфер от 7400 до 8450°, так что они спектральных классов А — F. Они были названы карликовыми цефеидами, так как их абсолютные звездные величины заключены в пределах от 5^m до 2^m,4, т. е. они располагаются на диаграмме Герцшпрунга — Ресседа вблизи главной последовательности.

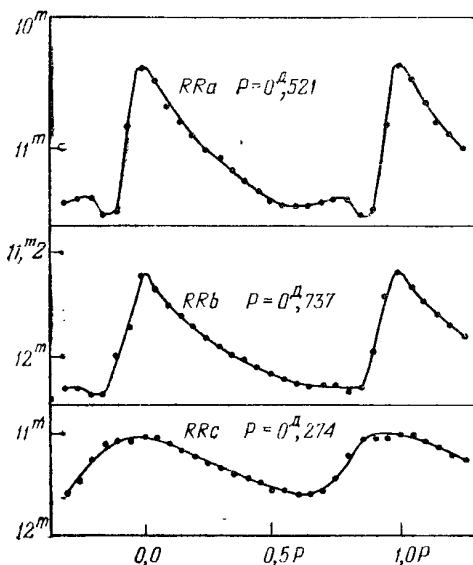


Рис. 139. Кривые изменения блеска звезд типа RR Лиры.

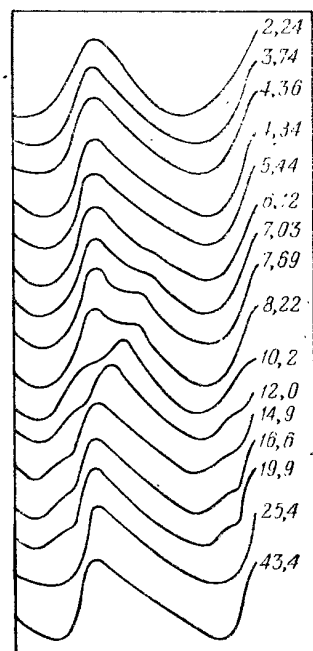


Рис. 140. Зависимость формы кривой блеска классических цефеид Сδ от продолжительности периода пульсации. При увеличении периода от 2,24 до 43,4 суток «горб» плавно перемещается с нисходящей ветви кривой на восходящую.

Карликовые цефеиды обладают одним интересным свойством. У них форма кривой блеска подвержена периодическим изменениям, причем вторичный период в 3,36—4,32 раза продолжительнее главного периода колебаний блеска.

На северном небе расположена достаточно яркая звезда этого типа, VZ Рака, которую рекомендуем наблюдать. Вторая интересная звезда того же типа, CY Водолея, доступна наблюдениям в южных широтах СССР. Более подробные данные о них приведены в таблице XX Дополнения II (см. с. 289).

Звезды типа RR Лиры весьма многочисленны. Это пульсирующие звезды спектрального класса F, обладающие большими амплитудами колебаний блеска, достигающими до двух звездных величин, и периодами от 0,2 до 0,8 суток. Они разделяются на три

подтипа, RRa, RRb, RRc. На рис. 139 приведены кривые изменения блеска типичных представителей этих трех подгрупп. Самыми короткими периодами (около 0,3 суток) обладают звезды подтипа RRc. Более продолжительны периоды звезд подтипа RRa (около 0,45 суток). Самые продолжительные периоды у переменных подтипа RRb (около 0,6 суток).

У многих звезд типа RR Лиры наблюдаются медленные или «вековые» изменения величины периода и быстрые, периодические изменения формы кривой блеска (эффект Блакко).

К звездам типа RR Лиры примыкают цефеиды — пульсирующие переменные, обладающие периодами от 1,5 до 60 суток.

Это звезды-гиганты спектральных классов от F до K. Спектральный класс становится тем более поздним, чем продолжительней период цефеиды.

Цефеиды разделяются на три подтипа. «Классическими цефеидами» называются звезды, принадлежащие плоской составляющей Галактики. Они имеют небольшие (по абсолютной величине) галактические широты, принимают участие во вращении Галактики подобно звездам первого типа населения, а форма кривых блеска зависит от продолжительности периода, как это видно из рис. 140. Обозначают эти звезды символом Сδ, так как «родоначальница» цефеид, δ Цефея, принадлежит именно к этому подтипу.

Уже давно вызвала некоторое недоумение цефеида W Девы. Она очень далека от плоскости Галактики, в ее спектре вспыхивают в известные моменты эмиссионные линии, а форма кривой ее блеска существенно отличается широкими максимумами и более узкими глубокими минимумами. Было показано, что W Девы (и похожие на нее звезды) принадлежат к сферической составляющей Галактики. Кстати, по своим свойствам эти звезды похожи на те цефеиды, которые встречаются в шаровых звездных скоплениях. Такие цефеиды получили название «цефеид W» и обозначаются символом CW.

Наконец, тщательный анализ свойств цефеид привел к выделению еще одной группы звезд, принадлежащих к плоской составляющей Галактики, но имеющих малые амплитуды изменения блеска и почти симметричные кривые. Их теперь предложено называть «цефеидами ζ» и обозначать символом Сζ, так как в этот подтип входит цефеида ζ Близнецов.

Периоды цефеид подвержены сильным колебаниям. Недавно был обнаружен случай, когда цефеида, принадлежащая к подтипу Сδ и имеющая период в 53 суток, укоротила его скачком на 9 часов! Особенно сильны проявления неустойчивости у цефеид W.

Проблема изменчивости периодов цефеид особенно интересна в связи с тем, что при эволюции звезды-гиганта должна измениться ее плотность, а период пульсаций P связан со средней плотностью $\bar{\rho}$ формулой

$$P^2 \cdot \bar{\rho} = \text{постоянной.}$$

Следовательно, эволюционная теория требует изменения периодов цефеид.

Звезды типа RV Тельца непосредственно примыкают к цефеидам, если судить по продолжительности их периодов, заключенных в пределах от 32 до 144 суток. Кривая изменения блеска до некоторой степени напоминает кривую блеска затменной звезды типа β Лиры. После глубокого минимума следует высокий первичный максимум. Его сменяет не очень глубокий вторичный минимум, после чего наблюдается вторичный, менее высокий максимум. Наконец, по истечении периода повторяется глубокий минимум. Пытались объяснить это явление затмениями, но это не оправдывается хотя бы потому, что у этих звезд иногда наступают интервалы неправильных изменений блеска и нарушения периодичности. Это, несомненно, пульсирующие гиганты, причем обладающие очень протяженными оболочками и высокими светимостями. В их атмосферах происходят бурные движения, атмосферы расслоены, иногда вспыхивают интенсивные эмиссионные линии.

У некоторых из них происходит также медленное изменение среднего блеска, например, у DF Лебеда, которое также периодически, но с гораздо более продолжительным периодом. Последнее обстоятельство «роднит» эти звезды с миридами. На рис. 141 показано, как влияет медленное колебание блеска на изменение характера главного, быстрого колебания.

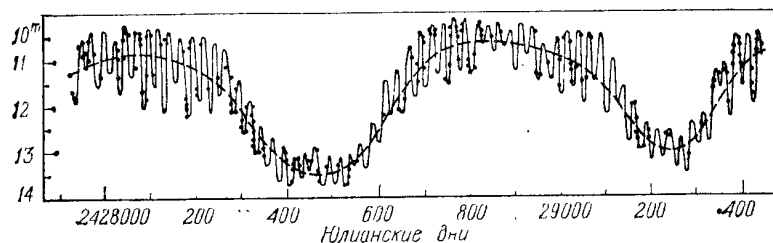


Рис. 141. Кривая изменения блеска звезды DF Лебеда типа RV Тельца. На медленные колебания среднего блеска наложены быстрые колебания переменной амплитуды.

Мириды, или звезды типа о Кита, особенно многочисленны. Они обладают огромными амплитудами изменения визуального и фотографического блеска. Поэтому их очень легко наблюдать. Даже самый неопытный наблюдатель может получить надежную кривую изменения блеска такой звезды. Эти звезды — гиганты. Средняя плотность их вещества очень мала, а потому периоды продолжительны — от 90 до 730 суток. Спектральные классы мирид — M и S. Их температура очень низка. В минимуме блеска мириды имеют температуру около 1800° , а в максимуме блеска до 2300° . Такие сравнительно небольшие колебания температуры приводят к очень большим колебаниям блеска в видимой части спектра, и вот почему.

Вообще говоря, болометрические амплитуды у этих звезд велики: полная энергия излучения изменяется всего в 2—3 раза. Однако при изменениях температуры происходят следующие явления, которые усугубляют вызываемый эффект. У звезд поздних спектральных классов особенно интенсивны полосы поглощения, производимого молекулами окиси титана, окиси циркония и других соединений. При понижении температуры молекулы становятся устойчивыми, и они производят сильное поглощение излучения. В недрах звезды накапливается энергия, которая постепенно повышает температуру. Молекулы распадаются, и оболочка звезды становится прозрачной. Излучение выходит из недр звезды, и звезда остывает. Снова становятся устойчивыми молекулы, и цикл явлений повторяется. Молекулы поглощают сильнее всего в видимой области спектра, и несмотря на то, что болометрические амплитуды мирид велики, визуальные и фотографические амплитуды доходят у некоторых звезд до 10 звездных величин.

Мириды отличаются от других звезд еще одним свойством. В их спектрах обязательно присутствуют эмиссионные линии, которые изменяют свою интенсивность в зависимости от фазы основного колебания блеска.

Существуют также звезды, чрезвычайно похожие на мириды, но не имеющие эмиссионных линий в спектре; в колебаниях их блеска наблюдаются некоторые неправильности. Их причисляют к полуправильным или неправильным переменным звездам.

Неправильные переменные звезды могут также рассматриваться, как пульсирующие с неустановившимися пульсациями.

Одна из наиболее исследованных звезд такого типа — Цефея. На рис. 142 изображена кривая изменения ее блеска, построенная по наблюдениям советских любителей астрономии. Она характеризуется несколькими циклическими (непериодическими) волнообразными колебаниями блеска в пределах от $3^m,4$ до $5^m,2$.



Рис. 142. Кривая изменения блеска α Цефея по наблюдениям советских любителей астрономии. Отчетливо видно наложение циклических колебаний различной продолжительности.

Эти колебания, имеющие продолжительность от 730 до 904 суток, наложены на медленное колебание, минимумы которого повторяются через 4300 суток. Это напоминает явления, происходящие у звезд типа RV Тельца.

При описании многочисленных типов и подтипов пульсирующих переменных звезд мы опустили те, которые характеризуются малыми амплитудами изменения блеска. Более полное

описание можно найти в книге В. П. Цесевича «Переменные звезды и их наблюдение» (М.: Наука, 1980).

Почему возникают пульсации звезд? Под влиянием высокой температуры, господствующей в недрах звезд, вещество, как мы видели, полностью ионизовано. По мере перехода к верхним слоям звезды температура падает, степень ионизации уменьшается, а в самых верхних слоях уже могут существовать нейтральные атомы. В слое, не очень глубоко под поверхностью звезды, располагается зона с избыточным содержанием гелия.

На особые свойства этой гелиевой зоны обратил внимание С. А. Жевакин, который заметил, что гелий способен аккумулировать энергию. При распространении идущего из недр звезды сквозь гелиевую зону излучения происходит следующий процесс. Атомы гелия поглощают излучение, за счет чего температура гелиевого слоя возрастает. Это приводит к ионизации гелия, который становится более прозрачным для излучения. Накопленная энергия уходит из гелиевой зоны во внешние слои звезды, откуда излучается в пространство. Так как избыток энергии покинул гелиевую зону, то наступает этап ее охлаждения. Это приводит к рекомбинации электронов с ядрами атомов гелия, и гелиевый слой снова становится непрозрачным, способным накапливать энергию.

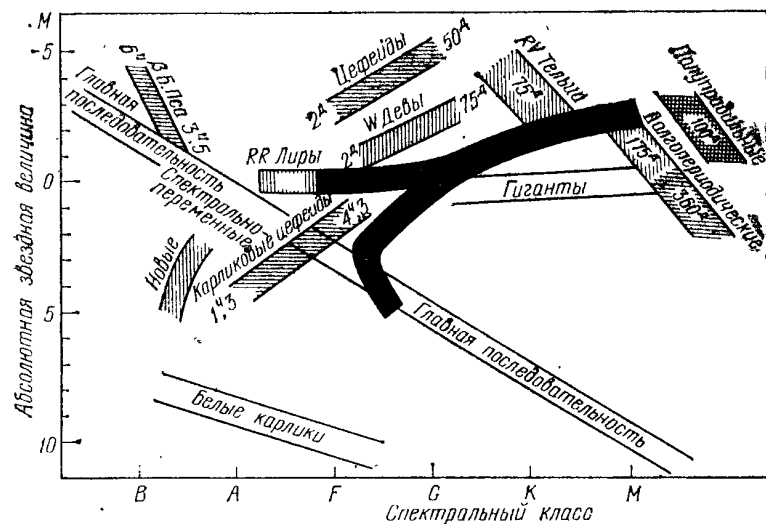


Рис. 143. Расположение «полос неустойчивости» на диаграмме Герцшпрунга — Рассела. Зачернена полоса неустойчивости звезд второго типа населения.

Так возникает автоколебание, которое приводит к периодическим изменениям ряда физических параметров звезды, в том числе и к ее радиальным пульсациям, которые могут поддерживаться в оболочке звезды очень долго. Сложные вычисления позволили изучить колебания не только радиусов и температур, но и блеска звезды и объяснить многие особенности кривых изменения луче-

вых скоростей и блеска. При этом оказалось, что многое зависит от химического состава звездной оболочки.

С объяснением причин переменности красных звезд-гигантов мы уже встречались. Здесь большую роль играет образование и распад молекул сложных соединений. При понижении температуры они становятся устойчивыми, способными поглощать большие порции энергии излучения. Это тоже приводит к возникновению автоколебательного процесса.

Рассмотрим в заключение, что общего у различных типов пульсирующих переменных звезд и чем они отличаются друг от друга?

С этой точки зрения большой интерес представляет их расположение на диаграмме Г — Р, которая изображена схематически на рис. 143. Различные типы пульсирующих переменных звезд располагаются на ней в избранных областях, образуя «полосы», которые теперь называются полосами неустойчивости. Числами указана продолжительность периодов. На этом же рисунке изображены полосы, занимаемые новыми звездами и малоамплитудными переменными типа β Большого Пса.

Так как диаграмма Г — Р имеет эволюционный смысл, то это означает, что на некотором этапе развития звезды возникает неустойчивое состояние, которое сопровождается пульсационными

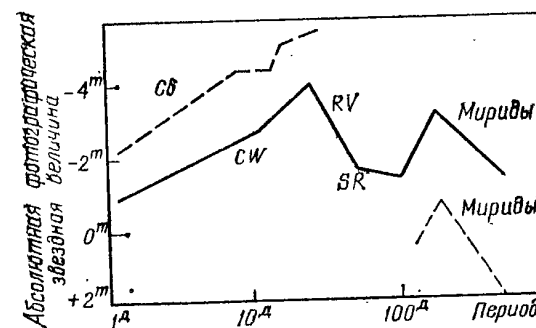


Рис. 144. Связь абсолютной звездной величины и периода пульсации переменной звезды. Штрих-пунктиром изображены зависимости у звезд первого типа населения, сплошной линией — у звезд второго типа населения. Продолжительности периодов приведены в логарифмической шкале.

колебаниями. Таким образом, следя за переменной звездой длительное время, можно заметить происходящие в ней эволюционные изменения.

Между периодом пульсирующей звезды и ее абсолютной звездной величиной (светимостью) наблюдается зависимость, которая изображена на рис. 144. Символом SR отмечены полуправильные звезды. Различия в зависимостях для звезд первого и второго типов населения вызвано, по-видимому, отличием их химического состава.

§ 77. Взрывающиеся звезды

Особая стадия эволюции некоторых звезд сопряжена с такими нарушениями равновесия внутренних сил, которые сопровождаются взрывами, подчас полностью разрушающими звезду. Таковы сверхновые звезды, у которых светимость в разгар взрыва увеличивается в миллиарды (и даже иногда в сотни миллиардов) раз. В это время одна сверхновая звезда излучает столько же света, сколько его дают в сумме миллиарды звезд! Статистика показывает, что вспышки сверхновых звезд происходят очень редко, например, в Галактике — в среднем одна в 500 лет. Однако галактик очень много, и наблюдать вспышки сверхновых мы можем поэтому гораздо чаще. Так, например, с 1936 по 1939 гг. было обнаружено 12 сверхновых звезд, но для этого пришлось просмотреть 1625 снимков галактик. После организации систематических наблюдений внегалактических объектов было открыто более 130 сверхновых звезд!

Вспышка сверхновой звезды происходит так. В течение нескольких суток блеск звезды возрастает более чем на 20 звездных величин и достигает максимума. Затем он постепенно понижается и примерно через год звезда настолько ослабевает, что становится недоступной для наблюдений.

К чему приводит вспышка сверхновой звезды, мы видели в § 72, где были описаны явления, наблюдающиеся через 900 лет после вспышки сверхновой звезды в созвездии Тельца. Во время взрыва светящаяся поверхность звезды быстро растет, и блеск быстро возрастает в миллиарды раз. Затем энергия, занесенная в расширяющейся оболочке, истощается, сама оболочка разрушается и разлетается в пространстве, ее вещество становится прозрачным, общий блеск звезды ослабевает, и в конце концов сквозь разлетающуюся оболочку становится видимым ядро звезды или его остатки.

Аналогичные явления, но в гораздо меньшем масштабе, наблюдаются при вспышках новых звезд. Совершенно очевидно, что название «новая» звезда (как и «сверхновая») — условное. Часто на том месте, где находится вспыхнувшая звезда, на старых снимках неба обнаруживают слабую звездочку — «новую» звезду в ее довыспышечном состоянии. И после взрыва новая звезда не разрушается, а сохраняется, сбросив во время вспышки только сравнительно небольшую часть своей массы. В пространство улетает оболочка звезды, содержащая примерно около одной миллионной доли солнечной массы. В этом нас убеждает существование повторных новых звезд, когда одна и та же звезда вспыхивала несколько раз. Так, например, звезда Т Северной Короны вспыхивала в 1866 и 1946 гг., а Т Компаса — в 1890, 1902, 1920, 1944 и 1966 гг.!

Сброшенная оболочка, отойдя от звезды на достаточно большое расстояние, наблюдается в виде газовой туманности, светящейся как и планетарная туманность, за счет переработки

ультрафиолетового излучения звезды и под влиянием электронных ударов.

Кривая изменения блеска новой звезды изображена на рис. 145, на котором выделены различные стадии ее развития.

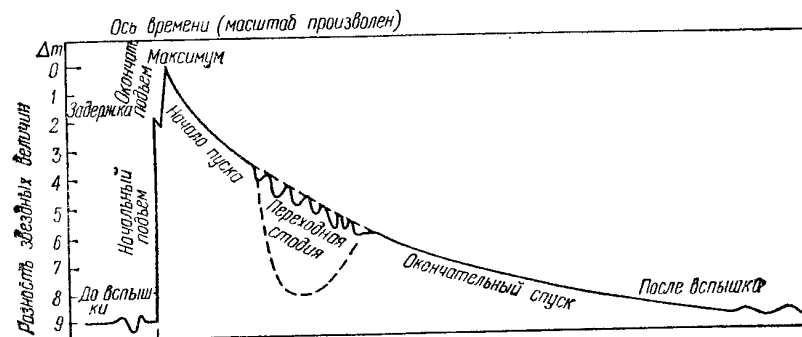


Рис. 145. Схематическая кривая блеска новой звезды. Звездная величина в максимуме блеска условно принята равной нулю. Время дано в произвольной шкале.

В таблице XIX приведены некоторые данные, характеризующие избранные новые звезды: название звезды, год вспышки, абсолютная звездная величина в максимуме (M) и минимуме блеска (m), максимальная ($L_{\max}$) и минимальная ($L_{\min}$) светимость (в долях светимости Солнца).

Из этой таблицы видно, что новые звезды значительно различаются по своим свойствам. В частности, очень большой интерес вызывает карликовая новая DQ Геркулеса. Ее минимальная светимость только 0,036 солнечной, а в момент максимума блеска светимость достигала всего 11 тысяч, что для типичных новых слишком мало.

Таблица XIX

Сведения о новых звездах

Название	Год	M	m	$L_{\max}$	$L_{\min}$
V 603 Орла	1918	-9,2	+2,7	302 000	5,25
V 476 Лебедя	1920	-9,6	+4,5	437 000	1,00
DQ Геркулеса	1924	-5,6	+8,1	11 000	0,036
CP Ящерицы	1936	-9,3	+3,9	332 000	1,74
RR Животисца	1925	-7,4	+4,7	57 600	0,83

В первые дни вспышки DQ Геркулеса вела себя обычно. В ее спектре наблюдались линии поглощения, сильно смещенные в фиолетовую сторону, что указывало на быстрое расширение ее внешних частей. Известно, что у многих новых звезд лучевые скорости, характеризующие расширение оболочек, в этой фазе развития достигают 1000 км/с.

Затем вид спектра тоже, как обычно для новых звезд, изменился. В нем появились эмиссионные линии и полосы; началась так называемая небулярная стадия, когда значительный вклад в излучение звезды вносит газообразная оболочка. Но вот тут произошло нечто особенное. Общий блеск звезды вместо того, чтобы ослабевать, стал после глубокого минимума снова увеличиваться и достиг довольно значительной величины, после чего стал убывать. В конце концов звезда вернулась к тому блеску, который она имела в довысшем состоянии.

И тогда выяснилось, что она вдобавок еще и затменно-двойная. Период ее обращения необычайно короток — 4 часа 39 минут. Изучение кривых изменения блеска и лучевых скоростей дало возможность определить массы компонент: они оказались очень маленькими, всего лишь 0,22 и 0,24 массы Солнца. Кроме того, оказалось, что эмиссионные линии, которые и сейчас наблюдаются, исходят не от звезд, а газовым кольцом, вращающимся вокруг звезды-спутника и вместе с ним вокруг главной звезды. Почти равные массы обеих компонент затрудняют разделение звезд на главную и спутник. Мы будем называть спутником ту звезду, вокруг которой вращается газовое кольцо.

Кроме того, DQ Геркулеса «сотрясают» очень быстрые колебания, типа пульсационных, являющиеся строго периодическими с периодом около 71 секунды!

Что наблюдать астроному-любителю, если он услышит, что вспыхнула достаточно яркая новая звезда? Ему надо прежде всего отыскать ее на небе, что нетрудно сделать, сравнивая вид неба со звездной картой. Затем ему надо подобрать соседние звезды, которые он использует в качестве звезд сравнения и регулярно, несколько раз в ночь, оценивать блеск новой звезды методами, описанными в § 80. Обработав свои оценки блеска новой звезды и построив кривую изменения ее блеска, он внесет свой вклад в науку о новых звездах.

Очень интересна разнородность переменных звезд, известная под названием новоподобных, или звезд типа U Близнецов. У них явления протекают примерно так же, как у новых звезд, почему они и были названы новоподобными. Такая звезда, как правило, пребывает в минимуме блеска. Затем совершенно неожиданно ее блеск усиливается на 4—5 звездных величин, остается недолгое время максимальным, после чего звезда ослабевает, возвращаясь в свое нормальное состояние. Явление происходит не периодически, но более или менее регулярно повторяется. Средний промежуток времени между соседними максимумами блеска называется циклом. Эти циклы характерны для каждой звезды. В частности, U Близнецов имеет цикл, близкий к 100 суткам. П. П. Паренго и Б. В. Кукаркин показали, что амплитуда (A) вспышки зависит от продолжительности предшествовавшего ей цикла (C) в соответствии с формулой

$$A = 2,00 + 1,78 \lg C.$$

Следовательно, чем дольше накапливалась в звезде энергия, тем сильнее очередная вспышка. Кстати, на эту же зависимость укладываются и данные о циклах и амплитудах повторных новых звезд.

Спектр новоподобной звезды во время ее вспышки претерпевает существенные изменения. В минимуме блеска на фоне очень слабого непрерывного спектра видны широкие и очень интенсивные эмиссионные линии. В максимуме вид спектра совсем иной; очень интенсивна полоса непрерывного спектра, пересеченная темными линиями поглощения, а эмиссионных линий не видно. Распределение энергии в спектре показывает, что температура фотосферы в максимуме блеска весьма высока. Особенно интенсивна ультрафиолетовая область спектра.

Одно удивительное открытие, сделанное польским астрономом В. Кшеминским, показало, что в данном случае явления развиваются иначе, чем у новых звезд, и сходство, пожалуй, только внешнее. Он обнаружил, что U Близнецов не только новоподобная звезда, но и затменно-двойная с очень странной кривой изменения блеска.

Исследование кривой изменения блеска совместно с кривой изменения лучевых скоростей дало возможность определить размеры орбиты и компонент. Радиус относительной орбиты равен 1240 000 км. Данные о компонентах приведены в виде таблички:

	Главная звезда	Спутник
Радиус в км	418 000	18 000
Радиус в долях солнечного	0,69	0,026
Масса в долях солнечной	1,3	1,2
Средняя плотность вещества г/см ³	3,6	96 000

Табличка весьма поучительна. Главная, желтая звезда как будто мало отличается от Солнца; голубой спутник — белый карлик!

Довольно странная форма кривой блеска с неравными максимумами объясняется тем, что белый карлик окружен протяженным газовым кольцом, которое вращается вокруг него и с ним вместе вокруг общего центра масс системы (рис. 146).

Какая же из звезд взрывается? Исследование формы затменной кривой блеска показывает, что взрывается желтая звезда, а не белый карлик. У новых звезд, как мы знаем, усиление блеска в момент вспышки — результат огромного увеличения светящейся поверхности внешних частей. Здесь происходит нечто иное. Изучение продолжительности затмений показывает, что объем взрывающейся новоподобной — желтой звезды — почти не увеличивается при вспышке, в то время как температура ее фотосферы повышается на несколько тысяч градусов, чем и обусловлено временное усиление ее блеска. В этом отличие U Близнецов от новых звезд.

После этого открытия несколько внимательнее отнеслись к другим звездам этого же типа, и они оказались также двойными, но, вследствие иного наклона орбит, не затменными.

Не у всех звезд вспышки происходят столь быстро, как у новоподобных. Так, например, у неправильной переменной звезды

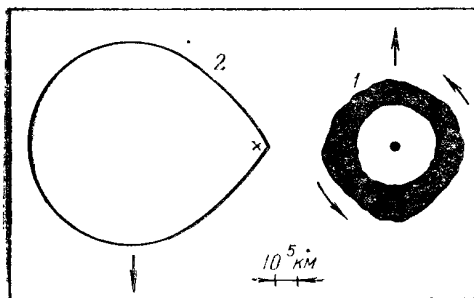


Рис. 146. Система U Близнецов. Меньшая звезда (1) окружена вращающимся около нее газовым кольцом.

V Стрелы, которая также является затменно-двойной, происходят медленные истечения вещества, окутывающего в это время всю двойную систему. В это время блеск V Стрелы значительно возрастает. Если в минимуме блеска мы наблюдаем регулярно повторяющиеся затмения с периодом 0,514195 суток, то когда блеск возрастает, затмения перестают замечаться. Когда же плотная протяженная оболочка рассеется в пространстве и блеск V Стрелы ослабнет, снова наблюдаются затмения, повторяющиеся с тем же периодом.

лочка рассеется в пространстве и блеск V Стрелы ослабнет, снова наблюдаются затмения, повторяющиеся с тем же периодом.

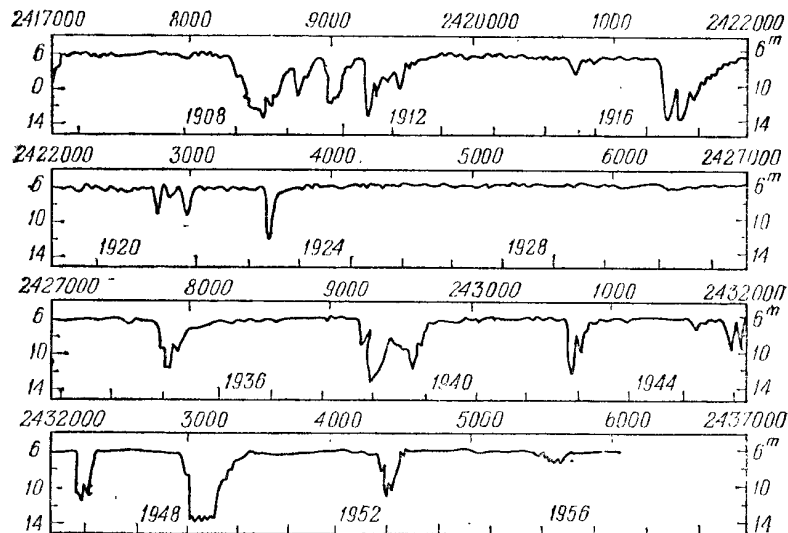


Рис. 147. Кривая изменения блеска R Северной Короны.

Медленные «вспрыски» происходят и у таких редко встречающихся звезд как R Северной Короны; это неправильная переменная звезда особого типа. Она остается почти неизменной в макси-

муме блеска, сохраняя его иногда годами. Затем внезапно ее блеск ослабевает на несколько звездных величин на более или менее продолжительное время, чтобы затем вернуться до прежнего «максимального» значения. На рис. 147 изображена кривая изменения блеска R Северной Короны. Чем объясняются изменения ее блеска? Из недр звезды поднимаются наружу, в верхние слои оболочки и в окружающее пространство, большие массы углерода. В окрестностях звезды, где температура гораздо ниже, они кристаллизуются, и появляется облако графитовых частичек, которое надолго ослабляет своей непрозрачностью блеск звезды. После того как облако рассеется, звезда становится видимой в своем обычном состоянии. Малое число таких звезд свидетельствует о том, что такое состояние звезды непродолжительно.

Не у всех звезд медленные «вспрыски» приводят к ослаблению блеска. Существует сравнительно небольшое число звезд типа Z Андромеды, которые остаются в их нормальном состоянии в минимуме блеска, а «медленный» взрыв приводит к усилениям блеска, происходящим аperiodически, и в отличие от новоподобных звезд длящихся месяцами.

§ 78. Переменность молодых звезд

«Молодые» переменные звезды разделяются на три основных типа: вспыхивающие, вспыхивающие и звезды типа T Тельца — RW Возничего.

Первой из открытых вспыхивающих звезд была UV Кита, близкая к Солнцу двойная система, состоящая из двух карликов спектрального класса M5e, удаленная от нас на 8,5 светового года. Вспыхивает лишь одна компонента, в среднем один раз за каждые 30 часов; подъем блеска длится менее минуты, а падение, следующее непосредственно за ничтожным максимумом, — несколько минут. Амплитуды вспышек самые разнообразные, иногда они доходят до пяти звездных величин. Во время вспышки происходят бурные изменения в спектре: появляются интенсивные эмиссионные линии и усиливается ультрафиолетовая часть спектра.

Теперь доказано, что вспышка сопровождается усилением радиоизлучения UV Кита, причем это излучение идет, по-видимому, из окружающей звезду короны. Механизм вспышки таков. Вспышка — это результат перегрева части фотосферы и потока быстрых частиц, которые вызывают изменения в оболочке и короне. С таким явлением мы встречались на Солнце, но здесь оно проявляет себя гораздо «энергичнее».

Переменных звезд типа UV Кита должно быть много. Несмотря на трудности их поиска, теперь их обнаружено около 20. Светимость этих звезд мала, так что мы можем видеть их только вблизи Солнца. Далекие звезды слишком слабы для наблюдений.

Вспыхивающие звезды были открыты несколько позднее. Это также «вспыхивающие» объекты, но у них вспышки продолжаются

ся гораздо дольше, чем у звезд типа UV Кита. Обычно их находят фотографическим путем, получая на снимке «цепочку» последовательных изображений звездного неба. У вспышечной звезды цепочка будет «неполной», если за общее время экспозиции произошло изменение ее блеска.

Установлено, что вспышечные звезды — карлики, принадлежащие к спектральным классам от K6 до M6, и чем позднее спектральный класс, тем быстрее протекают изменения блеска.

Почему вспышечные звезды считаются молодыми? Дело в том, что среди самых слабых красных звезд, входящих в Плеяды, очень много вспышечных звезд. Так как диаграмма Г — Р Плеяд состоит только из звезд главной последовательности, можно судить об их возрасте, который порядка немногих миллионов лет. При этом можно ожидать, что медленно эволюционирующие звезды малых масс еще не вышли на главную последовательность. Они-то и оказались вспышечными переменными!

Третий тип молодых переменных звезд — это звезды типа Т Тельца и RW Возничего. Они весьма разнообразны по своим свойствам, хотя бы потому, что среди них есть звезды самых различных спектральных классов от A до M. Свой блеск они меняют как будто без видимой правильности. Однако это не вполне так. Более тщательный анализ приводит к следующим заключениям.

У горячих звезд спектрального класса A наблюдаются длительные алголеновидные ослабления блеска, иногда достигающие нескольких звездных величин. Нормальное состояние такой звезды — при ее максимальном блеске.

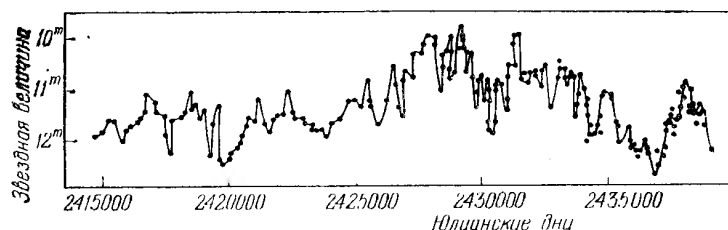


Рис. 148. Кривая изменения блеска RY Тельца. Видно наложение циклических колебаний на очень медленные колебания среднего блеска.

У звезд спектрального класса G происходят плавные циклические колебания блеска, которые в некоторых случаях накладываются на медленные колебания среднего блеска. Последние также происходят циклически, но с циклами, длившимися десятилетия. На рис. 148 изображена кривая изменения блеска RY Тельца более, чем за 60 лет. Ясно видны как более быстрые, так и медленные колебания типа солнечной активности.

У звезд более позднего спектрального класса бывают длительные вспышки, которые продолжаются несколько суток.

Таковы, в общем, закономерности в колебаниях блеска этих любопытных объектов.

Иногда встречаются уникальные переменные объекты. Такова, например RT Змеи, которая медленно разгорелась, достигла максимума блеска, а затем на протяжении десятилетий медленно ослабевает.

Другой замечательный случай — звезда FU Ориона. Она долгое время оставалась слабо светящейся, а затем ее блеск на протяжении нескольких месяцев плавно возрастал и увеличился на 5—6 звездных величин. С тех пор прошла половина столетия, а ее блеск остается максимальным и практически не изменяется. Подобные же явления наблюдались и у звезды V 1057 Лебедя. При исследовании таких звезд неоценимую помощь оказывают коллекции фотографий звездного неба, хранящиеся в некоторых обсерваториях.

Переменные звезды типа RW Возничего — Т Тельца часто располагаются на небе группами, как правило поблизости от облаков темного непрозрачного вещества, около темных туманностей. Иногда они ассоциируются и со светлыми газовыми туманностями. Некоторые из туманностей также переменны, т. е. изменяют свою яркость.

Считается, что эти звезды проходят первую стадию своего развития — период гравитационного сжатия, которое сопровождается бурными конвективными движениями в их недрах и оболочках.

Однако существует и другая точка зрения, которой придерживается академик В. А. Амбарцумян. По его мнению, молодые звезды возникают в результате распада плотных дозвездных агрегатов материи, состоящей из так называемого дозвездного вещества.

§ 79. Рентгеновские переменные звезды

Вывод на атмосферные орбиты специализированных искусственных спутников, оснащенных соответствующими приборами, привел ко многим исключительно важным открытиям, в том числе к обнаружению объектов, испускающих жесткое излучение, обладающее длинами волн в пределах от 0,1 до 100 ангстремов. Наземные наблюдатели никогда не открыли бы этих источников излучения, так как земная атмосфера полностью поглощает рентгеновские лучи.

Попытки отождествить рентгеновские объекты с объектами звездного неба не всегда оказываются успешными. На снимках звездного неба, получаемых с помощью мощнейших астрографов, установленных в обсерваториях, их изображения, как правило, не выходят, за редкими, но очень интересными и важными исключениями. Три таких исключения мы и собираемся описать.

Прежде всего рассмотрим свойства рентгеновского пульсара Геркулеса X-1. Его рентгеновское излучение переменн с пе-

риодом, равным 1,23 секунды, — поэтому он и называется пульсаром. В определенные моменты времени, чередующиеся через 1,7 суток, происходит «рентгеновское» затмение*, когда на протяжении 6 часов рентгеновское излучение не поступает.

Примерное положение пульсара на небе было определено, причем вблизи этого места находится неправильная переменная звезда HZ Геркулеса. Когда советские астрономы Н. Е. Курочкин и О. Е. Мандель исследовали блеск этой звезды по снимкам московской и одесской «служб неба»*), то они обнаружили, что он изменяется с периодом, равным 1,70017 суток, и довольно большой амплитудой.

Таким образом, пульсар Геркулес X-1 и переменная HZ Геркулеса входят в состав тесной двойной звезды; оба объекта обращаются вокруг общего центра масс системы, совершая оборот за 1,7 суток. Что же представляют собой эти две компоненты? Система состоит из главной звезды спектрального класса G и нейтронной звезды (рентгеновского пульсара), окруженной газовым диском; нечто подобное мы видели в системе U Близнецов (см. рис. 146).

От главной звезды к спутнику идет газовый поток, скорость которого возрастает по мере приближения к нему. Столкновения частиц становятся все более мощными, температура газа значительно повышается, и возникает рентгеновское излучение, которое мы перестаем регистрировать, когда спутник и диск скрываются за главной звездой. Таким образом, удается объяснить возникновение полного затмения источника рентгеновского излучения. Как же объяснить непрерывное изменение блеска системы, которое показано на рис. 149. Ведь на кривых блеска никаких следов затмения нет; по форме кривой блеска 1945—1948 гг. можно было бы считать звезду цефеидой!

Здесь все обстоит несколько сложнее. Высокотемпературное излучение, испускаемое спутником и диском, попадает на обращенное к спутнику полушарие главной звезды и нагревает его, повышая при этом яркость его поверхности. Следовательно, обращенная к нейтронному спутнику поверхность главной звезды в разных частях нагрета по-разному, а значит, светит не одинаково в центре и на краях диска. Вращение системы приводит к наблюдающимся изменениям блеска.

Итак, в общих чертах объяснение найдено. Однако не все удается объяснить. Оказалось, что в изменении рентгеновского излучения есть еще одна, 35-суточная периодичность. В течение 42 суток оно хорошо наблюдается, а в последующие 23 суток — его нет! Но это не влияет на кривую блеска в оптических лучах. И что еще более удивительно — это неожиданное прекращение колебаний блеска в 1937—1940 гг. и в 1949—1956 гг. Оно было

замечено по снимкам Зошебергской службы неба (ГДР). В это время звезда была в своем минимальном блеске (см. рис. 149 впису).

Второй рентгеновский пульсар, объединенный в тесную двойную систему с переменной звездой AM Геркулеса, не менее интересен. Его орбитальный период равен 0,128926 суток, т. е. 3 часа

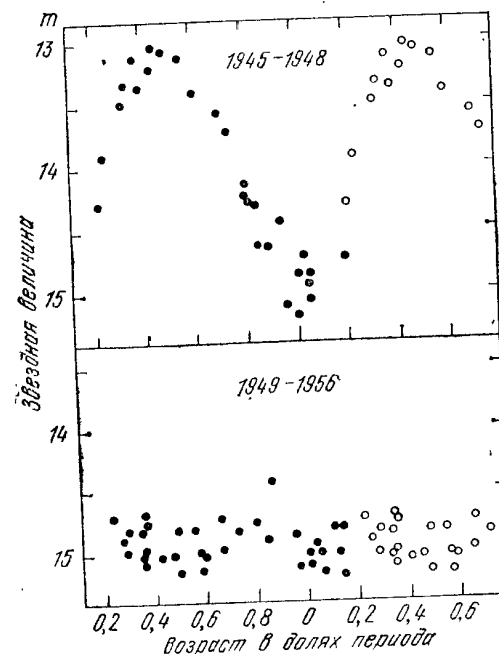


Рис. 149. Кривые изменения блеска HZ Геркулеса в 1945—1948 гг. и в 1949—1956 гг.

5 минут. Рентгеновское затмение длится 0,5 часа. В спектре видны эмиссионные линии, которые смещаются с тем же периодом благодаря орбитальному движению. Есть признаки существования мощного магнитного поля с напряженностью, близкой к 10^{12} эрстед. По форму кривой блеска эффектом отражения света объяснить не удастся. Так же, как у HZ Геркулеса, происходят аperiодические длительные ослабления блеска, при которых трехчасовые колебания блеска почти прекращаются. По-видимому, природа этих загадочных явлений та же, что и у HZ Геркулеса.

Закончим описание этих новых, пока еще непонятных явлений кратким рассказом о свойствах уникального объекта SS 433. В созвездии Орла есть источник радиоизлучения, который обозначен как W 50. Этот радионисточник считали остатком некогда вспыхнувшей сверхновой звезды, чем-то вроде описанной выше

*) «Службой неба» называется систематическое фотографирование звездного неба с целью сбора коллекций снимков для исследования переменных звезд, поисков комет, астероидов и новых звезд.

Кротовидной туманности (см. § 72). Вблизи центра этой «радиотуманности» находится звезда, обозначенная SS 433, в спектре которой присутствуют яркие линии. Этот спектр оказался очень сложным; основные спектральные линии водорода и гелия сопровождаются двумя «компонентами», смещенными в красную и синюю стороны. Интерпретируя эти смещения как доплеровские сдвиги, можно вычислить лучевые скорости потоков газа. Они оказались огромными — десятки тысяч километров в секунду!

Лучевые скорости изменяются с периодом в 165,5 суток и с огромной амплитудой, достигающей 55 тысяч км/с! (рис. 150, а).

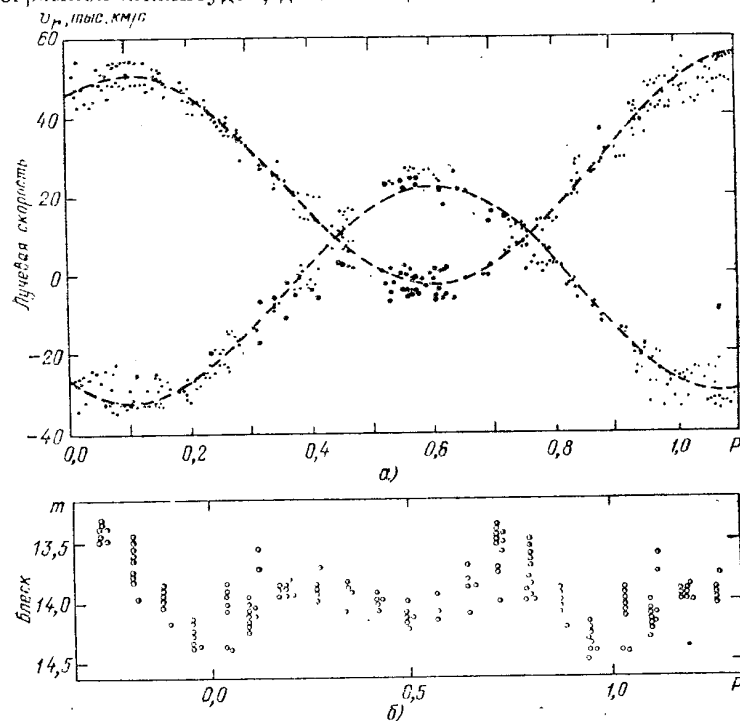


Рис. 150. а) Кривые изменения лучевых скоростей объекта SS 433. б) Кривая изменения блеска.

Для объяснения этого исключительного явления предложено несколько гипотез, из которых самая привлекательная допускает, что объект SS 433 — двойная звезда с уникальной компонентой, которую мы назовем, для краткости, спутником. Спутник выбрасывает из своих полярных (диаметрально противоположных) областей направленные вдоль оси вращения потоки быстро движущихся из нейтральных атомов, скорость которых достигает 80 000 км/с. Яркая, несмещенная спектральная линия испускается главной звездой. Потоки же вещества, покидающие полярные области спутника, дают две смещенные спектральные линии.

Что же является причиной переменности лучевых скоростей? По-видимому, ось вращения спутника меняет свое положение в пространстве, описывая прецессионный конус с периодом, равным 165,5 суток; тогда угол между осью спутника и лучом зрения наблюдателя будет периодически изменяться, вызывая изменение лучевой скорости.

На рис. 150, б показана кривая изменения блеска этой двойной звездной системы, полученная Л. М. Черепашуком. Период изменения блеска $P = 13,09$ суток и представляет собой период обращения компонент системы вокруг общего центра масс.

§ 80. Способы наблюдения переменных звезд

Наиболее интересны комплексные фотометрические и спектральные наблюдения переменных звезд. К сожалению, они требуют сложного и дорогого оборудования, которое любителю астрономии недоступно. Вместе с тем для решения важных проблем бывает вполне достаточно визуальных наблюдений и глазомерных оценок блеска переменных звезд при наблюдениях в телескоп или при оценках почерченных звездных изображений на фотографических снимках. Методы оценок один и те же как при наблюдениях в телескоп, так и на фотографических снимках. При этом надо только помнить, что оценка блеска имеет точность около 0,07 звездной величины, и выбирать для наблюдений объекты, у которых амплитуда превосходит 0,3 звездной величины.

Если же любитель астрономии располагает возможностями организации фотоэлектрических, более точных наблюдений, то ему рекомендуется прочитать главу VIII книги «Переменные звезды и способы их исследования» («Педагогика», Москва, 1970) В. И. Цесевича, написанную Ю. А. Медведевым. Она рассчитана на любителя астрономии, знакомого с радиотехникой, умеющего читать радиотехнические схемы и их монтировать.

Приступая к наблюдению избранной переменной звезды, надо прежде всего найти ее на небе (или на снимке). В этом помогут звездные атласы, описанные в § 8. Особенно удобным для этой цели является атлас А. А. Михайлова, на картах которого помечены переменные звезды. К нему добавлена небольшая книжечка, в которой приведен каталог всех нанесенных на карты переменных звезд с указанием координат, амплитуд и типов переменности. Помогает при наблюдениях также и карта окрестностей переменной звезды, на которой изображены и более слабые звезды. Такие карты помещены и упомянутой книге В. И. Цесевича.

Отложив переменную звезду, надо привыкнуть быстро ее находить: это даст экономию времени при наблюдениях.

Следующая задача — подобрать удобные звезды сравнения. Надо, чтобы они были расположены как можно ближе к переменной звезде и были сравнимы с ней по блеску и желательно по цвету. На зарисованной карточке окрестностей необходимо

обозначить звезды сравнения какими-либо буквами и стремиться в дальнейшем эти обозначения не путать.

После этого надо приступить к оценкам блеска. Для этого служат три метода, которыми должен последовательно овладеть наблюдатель.

Первый, самый старый, способ был предложен Аргеландером. Он состоит в следующем. Если вглядываясь поочередно в звезду сравнения a и переменную v , мы видим, что они не отличаются по блеску, то мы пишем $a = v$. Если же после длительного сравнения мы видим, что a чуть-чуть светлее, чем v , то мы пишем $a1v$ и говорим, что a на одну степень светлее v .

Если мы обнаруживаем различие в блеске двух звезд уверенно, но только после внимательного их сравнения, то мы пишем $a2v$. Более значительное различие блеска оценивается как $a3v$, $a4v$. Большое количество степеней употреблять не рекомендуется. Если разность в блеске a и v стала большей, то надо прекратить сравнение с a и выбрать другую звезду. Вообще же одно наблюдение состоит из нескольких сравнений с тремя-четырьмя звездами, из которых некоторые должны быть ярче переменной, а некоторые слабее ее. Например,

$$a4v; b2v; v1c; v3d.$$

На первый взгляд метод Аргеландера кажется ненадежным, и некоторые наблюдатели предпочитают пользоваться методом Никеринга, который заключается в следующем. Подбирают две звезды сравнения, из которых одна чуть ярче переменной звезды, а другая слабее. Вглядываясь в них поочередно, оценивают интервалы в десятых долях разности блеска звезд сравнения, например, $a1v9b$, $a3v7b$, $a8v2b$ или в общем виде $apv(10-p)b$. Обозначение яркой звезды всегда записывается первым. Такой, чисто интерполяционный способ кажется более надежным.

Существует еще третий метод, который синтезирует оба описанных. Этот метод предложен Нейландом и Блакко. В каждой оценке блеска должны быть использованы две звезды сравнения — более яркая и более слабая, чем переменная звезда. Затем, сравнивая интервалы, устанавливается число степеней в меньшем интервале. Так, например, оценка $a4v2b$ означает, что интервал в блеске v , b оценен в две степени, а интервал a и v оказался в два раза большим, т. е. равным четырем степеням. В таком случае допускаются оценки в 5, 6 и 7 степеней.

Для обработки наблюдений, проведенных по способу Никеринга, надо знать звездные величины звезд сравнения, а они далеко не всегда известны. Кроме того, надо иметь в виду, что приведенные в каталогах звездные величины могут не совпадать с теми, которые приходится использовать при вычислениях, так как «цветощущение» глаза наблюдателя (или фотографической эмульсии) является «индивидуальным». Методы Аргеландера и Нейланда — Блакко дают возможность построения шкалы блеска звезд сравнения, которую в ряде случаев можно затем пере-

вести в шкалу звездных величин. Таким образом, метод Нейланда — Блакко является наиболее совершенным и широко используется.

С течением времени, по мере накопления опыта, у наблюдателя вырабатывается устойчивая величина степени, и кажущаяся неуверенность устраняется.

Итак, пусть накоплено достаточное число оценок блеска. Теперь можно приступить к их обработке. Прежде всего надо вывести шкалу блеска звезд сравнения.

Для этого образуют все значения разностей. Пусть, например, была сделана оценка $a4v2b$. Тогда разность блеска звезд сравнения $b - a = 6$. Составив все разности $b - a$, вычисляют из них среднее значение $b - a = \alpha$.

То же самое выполняют и для интервала блеска $c - b$. Пусть его среднее значение равно $c - b = \beta$. Далее, пусть $d - c = \gamma$. Обозначив блеск звезды a символом (a) , блеск звезды b — символом (b) и т. д., получаем систему уравнений, в которой неизвестных на единицу больше числа уравнений:

$$(b) - (a) = \alpha; (c) - (b) = \beta; (d) - (c) = \gamma.$$

Теперь принимаем блеск самой яркой звезды равным нулю и, решая уравнения, получаем очевидные равенства:

$$(a) = 0; (b) = \alpha; (c) = \alpha + \beta; (d) = \alpha + \beta + \gamma.$$

Шкала блеска готова. Можно приступить к вычислению блеска переменной звезды. Покажем, как обработать оценку $cpvqd$. Согласно полученной шкале разность $(d) - (c) = \gamma$. В нашей оценке она равна $p + q$. Следовательно, в данном отдельном наблюдении цена степени отличалась от средней. Вычисляем ее значение η , разделив γ на $p + q$ ($\eta = \frac{\gamma}{p+q}$). Теперь, умножив

полученное значение η на p и прибавив к блеску более яркой звезды (c) , мы получим блеск переменной звезды: $s = (c) + p \cdot \eta$. При таких вычислениях большую помощь оказывает логарифмическая линейка.

Так как каждое наблюдение состоит из оценки блеска и момента наблюдений, мы получаем после обработки совокупность пар чисел: момент наблюдения T и величина блеска s . Момент наблюдений лучше всего выражать в юлианских днях и их десятичных долях (см. § 18).

В ряде случаев степенная шкала может быть преобразована в шкалу звездных величин, если для нескольких звезд сравнения известны по каталогу (или какому-либо другому источнику) звездные величины. Для более полного решения этой задачи надо знать также и показатели цвета.

Если бы цветовые системы каталога и наблюдателя были одинаковыми, то можно было бы считать, что звездные величины и степенная шкала связаны простыми уравнениями вида

$$m = m_0 + sp, \quad (8.1)$$

где m_0 — нуль-пункт степенной шкалы, а p — величина степени.

Назовем такое уравнение двучленным. Приняв такую зависимость, мы можем написать для каждой звезды, у которой известна звездная величина, уравнение (8.1) и получить систему:

$$m_a = m_0 + ps_a,$$

$$m_b = m_0 + ps_b,$$

$$m_c = m_0 + ps_c,$$

и т. д., которая решается по способу наименьших квадратов отчислительно неизвестных m_0 и p (см. Дополнение I). Найдя их численные значения, мы подставляем их в формулу (8.1), в которой теперь остаются неопределенными величины s и m . Подставляя в полученную формулу найденные при обработке значения s , мы вычисляем блеск переменной, выраженный в звездных величинах «приведенной» шкалы. Так можно вычислить и «индивидуальные» звездные величины звезд сравнения m' , исходя из данных о степенной шкале их блеска.

В том случае, когда известны еще и показатели цвета, надо воспользоваться трехчленным уравнением

$$m = m_0 + ps + cC, \quad (8.2)$$

в которое введены показатели цвета C с «коэффициентом цветности» системы c . Решив систему уравнений по способу наименьших квадратов, мы определим m_0 , p и c . Тогда формула (8.2) примет численный вид, но вычислять звездные величины переменной звезды по ней нельзя, так как мы не знаем показателей цвета переменной звезды, которые изменяются. Поэтому в данном случае, получив m_0 и p , надо поставить их значения в двучленную формулу (8.1) и вычислять звездные величины переменной звезды. Это, конечно, операция не вполне строгая.

§ 81. Построение кривой блеска

Получив пары чисел (T, s) или (T, m) , исследователь может приступить к построению кривой изменения блеска переменной звезды. Теперь все зависит от свойств наблюдавшейся звезды.

Если переменная звезда изменяет свой блеск медленно, то строится общая кривая блеска. Выбрав соответствующий масштаб чертежа, откладывают на горизонтальной оси графика, слева направо, время, а на вертикальной оси — блеск (так, чтобы он возрастал вверх). Изобразив на рисунке все точки, проводят по ним плавную кривую, конечно, сглаживая ее до некоторой степени за счет случайных ошибок наблюдений. Из такой кривой можно определить элементы экстремумов — максимумов или минимумов, т. е. моменты и величину максимального или минимального блеска.

При этих определениях используется способ хорд Погсона. Выбрав на восходящей и нисходящей ветвях сглаженной кривой

точки равного блеска, соединяют их хордой, которую делят пополам (рис. 151). Соединяя такие «срединные» точки плавной линией, продолжают ее до пересечения с кривой блеска. Здесь находится экстремум (максимум или минимум), и остается только отсчитать по осям графика момент и соответствующий блеск.

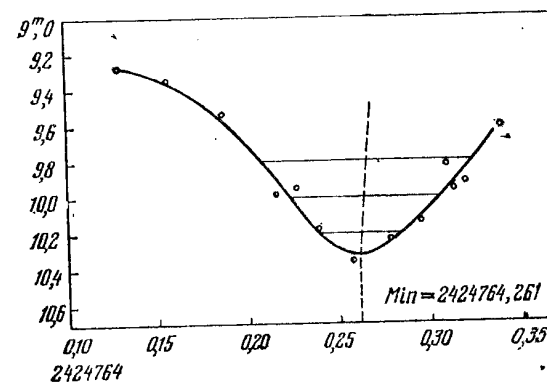


Рис. 151. Определение момента минимума способом хорд.

Если наблюдалась долгопериодическая звезда типа Миры Кита, то моменты M максимумов блеска (которые чаще определяются из наблюдений) должны связаться между собой той формулой

$$M = M_0 + P \cdot E, \quad (8.3)$$

где M_0 — начальный момент максимума, а P — период переменности.

Для придания этой формуле численного вида, надо заимствовать из каталога переменных звезд величины M_0 и P для данной звезды. Вычислив по формуле ближайший момент максимума, соответствующий некоторому целому E , назовем его $M_{\text{выч}}$. Разность $M_{\text{набл}} - M_{\text{выч}}$, меньшая половины периода P , называется поправкой эфемериды.

Если наблюдается полуправильная или неправильная переменная звезда, которая не имеет периода, то вычисляют разности моментов максимумов. Такая разность называется величиной индивидуального цикла и часто обозначается буквой C . Из многолетних наблюдений определяют большое число значений цикла и образуют гистограмму, откладывая на горизонтальной оси продолжительность циклов, а на вертикальной — численности. Из гистограммы определяются среднее значение цикла и полуширина гистограммы. При отыскании продолжительности циклов используют не только моменты максимумов, но и моменты минимумов блеска.

У некоторых неправильных звезд, таких, как вспыхивающие и вспыхечные, изменения блеска иногда происходят настолько быстро, что надо строить индивидуальные кривые блеска для

каждой ночи. В таком случае выбирается столь подробный масштаб времени, что построение общей кривой блеска становится невозможным. Моменты вспышек или ослаблений определяются тем же способом Погсона, но в данном случае моменты определяются точнее.

При изучении короткопериодических звезд, в тех случаях, когда за одну ночь произведено много наблюдений, производят такое же построение индивидуальных кривых блеска и определяют моменты максимума или минимума блеска. При этом надо обязательно учесть орбитальное движение Земли.

При перемещении Земли по орбите ее расстояние от звезды периодически меняется с периодом, равным году. Поэтому все наблюдаемые моменты необходимо приводить к центру Солнца, т. е. исключать из них влияние изменений расстояния. Это выполняется по формуле

$$\Delta = -8^m, 31 \cos \beta \cos (\lambda - \lambda_{\odot}) = -0^d, 0058 \cos \beta \cos (\lambda - \lambda_{\odot}),$$

где $8,31$ минуты — промежуток времени, в течение которого луч света пробегает средний радиус земной орбиты, β — эклиптическая широта звезды, λ — ее эклиптическая долгота, а $\lambda_{\odot}$ — эклиптическая долгота Солнца. Зная экваториальные координаты звезды, можно по формулам (2.12) вычислить ее эклиптические координаты λ и β , а $\lambda_{\odot}$ надо взять из Астрономического Ежегодника. Вычислив поправки Δ , прибавляют их к моментам наблюдений, после чего последние получают название гелиоцентрических и обозначаются T_{hel} . Эти поправки надо придавать только в том случае, если период звезды короче 5 суток.

Иметь набор индивидуальных моментов экстремумов очень полезно, так как это дает возможность исследовать быстрые изменения периода, такие, как эффект Блайко. Поэтому, если медленно изменяющуюся переменную звезду достаточно наблюдать один-два раза в ночь, то короткопериодические звезды типа RR Лиры надо наблюдать через каждые 5—10 минут, учащая наблюдения во время восходящей ветви кривой. Точно так же надо наблюдать и затменные звезды. Надо стремиться определять индивидуальные моменты экстремумов. Однако последнее оказывается не всегда возможным. Так, например, у затменной звезды U Цефея редко удается пронаблюдать полный минимум блеска за одну ночь. Тогда приходится строить среднюю кривую блеска, объединяя в ней наблюдения, выполненные в разные ночи.

Для построения средней кривой блеска надо воспользоваться исходной формулой (8.3)

$$M_E = M_0 + P \cdot E,$$

где под M можно понимать момент максимума для пульсирующих звезд и минимума — для затменных. За начальный момент M_0 может быть также избран любой другой, например, момент перехода блеска через определенное значение на восходящей ветви кривой. Будем называть этот момент «нулевым».

По этой формуле вычисляется эфемерида, для чего полезен арифмометр или любая другая счетная машина. Затем, имея перед собой список вычисленных эфемеридных нулевых моментов, исследователь выбирает тот из них, который является ближайшим предшествующим моменту наблюдений T . Разность моментов T и M_E называется возрастом наблюдения φ :

$$\varphi = T - M_E, \quad (8.4)$$

а вся операция называется «приведением к одному периоду». Совершенно очевидно, что все возрасты наблюдений заключаются в пределах от нуля до величины периода P .

Полезно также ввести понятие о приведенном возрасте $\bar{\varphi}$, для получения которого надо величину φ разделить на P ($\bar{\varphi} = \varphi / P$). Теперь можно все наблюдения нанести на общий график, отложив на его горизонтальной оси $\bar{\varphi}$, а на вертикальной — блеск. Этот график позволяет судить о точности наблюдений, о возможных изменениях кривой блеска и о правильности примененной формулы (8.3). Возможны случаи, когда формула (8.3), приведенная в каталоге, является неправильной, и тогда надо искать правильную формулу на основании своих наблюдений.

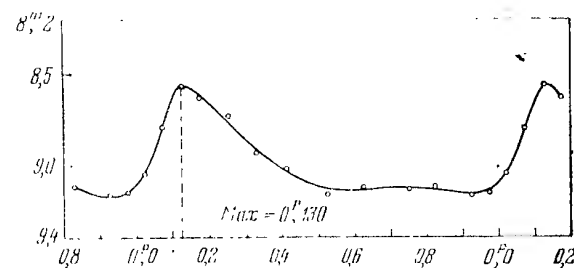


Рис. 152. Средняя кривая блеска.

Убедившись, что точки располагаются на таком графике более или менее узкой полосой, можно приступить к вычислению средней кривой блеска. Для этого расписывают все наблюдения в порядке возрастания величин φ , распределяют их по группам и внутри каждой группы вычисляют средние значения возраста и блеска. Графическое изображение средней кривой должно для надежности охватывать по времени больше периода, как показано на рис. 152. Проведя сглаженную кривую, определяют способом хорд момент экстремума. Для этого надо отсчитать возраст φ_M точки максимума (или минимума) и превратить его в возраст $\varphi_M = \varphi_M \cdot P$. Это дает поправку эфемериды.

После этого из всего ряда наблюдений надо пойти средний момент, называемый эпохой наблюдений. Выбрав из вычисленной ранее эфемериды момент, наиболее близкий к эпохе наблюдений, прибавляем к нему найденную поправку эфемериды и находим средний наблюдаемый момент экстремума.

Теперь надо остановиться еще на одном важном вопросе. При осреднении длительных рядов наблюдений применение формулы (8.3) может оказаться неправомерным. Допустим, что эта формула была найдена не очень точно. Тогда при вычислении возрастов мы будем допускать ошибки, которые будут накапливаться с увеличением интервала, охваченного наблюдениями. Поэтому рекомендуется не сразу строить общую среднюю кривую блеска, а разбивать наблюдения по «сезонам». Особенно это касается фотографических наблюдений, которые обычно растягивают на длительное время, получая всего один-два снимка в ночь.

Производят построение средней сезонной кривой блеска и из нее определяют средний сезонный момент максимума. За короткий срок ошибка формулы (8.3) не успевает накопиться. Тогда из полного ряда наблюдений, разбитого на сезонные группы, будет получено несколько моментов экстремума, и надо убедиться в том, что поправки эфемериды не изменяются систематически. Для этого выписывают номера моментов E и величины $M_{\text{набл}} - M_{\text{выч}} = O - C$. Если они изменяются, систематически нарастая или уменьшаясь, то формула (8.3) требует улучшения. Оно выполняется так. Обозначим поправку нулевого момента через ΔM_0 , а поправку значения периода через ΔP . Тогда должна быть справедлива формула

$$O - C = \Delta M_0 + E \Delta P.$$

Из нее легко получить систему условных уравнений. Для этого мы вводим в нее номера E и величины $O - C$. Величины поправки мы считаем неизвестными и решаем систему уравнений по способу наименьших квадратов. Получив поправки, прибавляем их к исходным значениям M_0 и P формулы (8.3), после чего снова вычисляем новую эфемериду и сравниваем ее с наблюдениями. Если теперь нет систематического хода $O - C$ с E , то улучшенная формула может быть использована для вычисления возрастов и для построения единой средней кривой блеска.

Из средней кривой блеска определяют асимметрию

$$e = \frac{\text{Max} - \text{Min}}{P}$$

для пульсирующих звезд, а также продолжительность затмения D и продолжительность его полной фазы d для затменных звезд. Также полезно отметить глубину и возраст ϕ вторичного минимума блеска затменной звезды, если такой минимум замечен.

На практике часто встречаются случаи изменения периода. Тогда стремятся разбить весь интервал времени, охваченный наблюдениями, на части и определить для каждой из частей подходящие значения M_0 и P . Как это сделать, подробно рассказано в книге «Переменные звезды и их наблюдение» В. П. Цесевича (М.: Наука, 1980).

§ 82. Вычисление возрастов наблюдений

Арифмометр или клавишная вычислительная машина может значительно облегчить вычисление возрастов наблюдений ϕ . Для этого преобразуем формулу (8.4), введя в нее значение M_E из формулы (8.3). Проследите за преобразованиями, выполненными в следующей строчке:

$$\bar{\phi} = \frac{\phi}{P} = \frac{T - M_E}{P} = \frac{T - M_0 - P \cdot E}{P} = \frac{1}{P} (T - M_0) - E.$$

Эта формула упрощает вычисление ϕ : надо найти величину $1/P$, умножить ее на разность $T - M_0$ и отбросить целую часть произведения. Для выполнения вычислений на арифмометре нет необходимости вычислять разности, так как он это делает автоматически. Но в значении $1/P$ надо оставлять на один десятичный знак больше, чем их содержится в заданном периоде P . Это делается «с запасом», чтобы не потерять точности вычислений.

В арифмометре есть три главные детали: клавиатура умножаемых чисел, счетчик оборотов и окно ответов, в котором можно прочесть результат умножения.

Можно оставить на клавиатуре умножаемых чисел нули и повернуть рукоятку арифмометра столько раз, сколько надо, чтобы в счетчике оборотов оказалось число M_0 , например, 2424412,314. Правда, это число на обычном арифмометре «не поместится»; это не беда, так как первые две цифры 24 можно отбросить и набрать 24412,314. После этого нужно поставить на клавиатуре умножаемых чисел значение $1/P$, вычисленное по значению P с достаточным количеством знаков. Допустим, что $P = 1,222315$ суток; тогда $1/P = 0,8181197$.

Теперь будем вращать ручку арифмометра столько раз, сколько нужно, чтобы на счетчике оборотов было не M_0 , а момент наблюдения T . Это означает, что мы повернем ручку $T - M_0$ раз, одновременно умножая на $1/P$. Арифмометр вычел числа и умножил их. Остается только отбросить целую часть, для чего надо правильно разметить знаки в «окне ответов». Десятичная дробь и будет искомым возрастом наблюдений ϕ .

Проверьте ход вычислений, если момент наблюдения равен $T = 2437526,404$. В нашем случае (мы отбросили 24) на арифмометре после умножения должно стоять число 37526,404. Итак, начальная позиция такова:

на клавиатуре умножаемых чисел	00 000 000,
стоит	24 412,314,
на счетчике оборотов мы поставили	00 000 000.
в окне ответов читаем	

Затем устанавливаем на клавиатуре умножаемых чисел 8181197. После этого приступаем к вычислению ϕ . Для этого, перемещая каретку арифмометра, добираем поворотами нужное число так, чтобы в счетчике оборотов вместо 24412,314 оказалось

пужное нам число 37 526,404. Теперь мы прочтем в окне ответов число 288 953 765 730. Что оно означает?

Надо рассчитать количество знаков. В T и M_0 три десятичных знака за запятой. В величине $1/P$ их 7. В произведении же будет 10. Отделяя запятой справа 10 значащих цифр, получаем, что левая двойка и восьмерка — целая часть. Отбрасывая их, находим после округления $\varphi = 0,895$.

Замечательно то, что если теперь нам надо вычислить возраст наблюдения, сделанного в момент $T = 2\,437\,526,437$, нам не надо начинать все сначала, а надо дополнительно повернуть ручку арифмометра так, чтобы на счетчике оборотов в дробной части числа стояло не 404, а 437 и т. д.

При вычислении на микрокалькуляторе «Электроника» следует воспользоваться формулой

$$\varphi = \frac{T - M_0}{P} - E.$$

Покажем вычисление φ при прежних значениях T , M_0 и P . Так как микрокалькулятор позволяет набирать не более восьми-значных чисел, а заданные числа T и M_0 десятизначные, то предварительно от них следует отбросить две первые цифры (т. е. 24). Набрав на микрокалькуляторе число $T = 37\,526,404$, следует вычесть из него число $M = 24\,412,314$ и полученную разность $T - M_0 = 13\,114,090$ сразу же разделить на $P = 1,222315$. В результате получится число 10 728,895, из которого отбрасывается его целая часть 10 728, и тогда искомый возраст наблюдений $\varphi = 0,895$.

§ 83. Первичное определение периода

До сих пор мы предполагали, что элементы периодической переменной звезды уже достаточно точно определены, т. е. что в нашем распоряжении имеется формула (8.3). Как же ее получить в том случае, если звезда совсем не исследована, но мы убеждены, что она является периодической?

Легче всего отыскать период звезды типа Миры Кита. Допустим, что из наблюдений определены надежные моменты ее максимумов $M_1, M_2, M_3, \dots, M_k$. Образует разности последовательных моментов $M_2 - M_1, M_3 - M_2, \dots, M_k - M_{k-1}$ и ищем такое наибольшее P , которое уложилось бы с достаточной точностью в каждой из этих разностей, будучи умноженным на целое число. Затем, выбрав первый момент за начальный, составляем предварительную формулу (8.3), вычисляем эфемериду, находим $O - C$ и номера E и улучшаем эфемериду способом наименьших квадратов, как было описано в § 81.

Приведем пример. Из наблюдений найдены моменты максимумов $M_1 = 2\,427\,843$, $M_2 = 2\,428\,061$, $M_3 = 2\,428\,941$, $M_4 = 2\,429\,361$. Разности $M_2 - M_1 = 218$, $M_3 - M_2 = 880$, $M_4 - M_3 = 420$. Из их сравнения очевидно, что

число 216 подойдет для пробной формулы (8.3), которая получает такой вид:

$$\text{Max JD} = 2\,427\,843 + 216 E.$$

В следующей таблице приведены остатки $O - C$ от значений, вычисленных по этой формуле:

Max JD	E	O - C	O - C'
2 427 843	0	0	-2
8 061	1	+2	-1
8 941	5	+18	+11
9 361	7	+6	-7

Решение по способу наименьших квадратов дает значения поправки $\Delta M_0 = +1^s$, $\delta \approx +2^s$, $\Delta P = +1^s$, 5, так что формула становится такой:

$$\text{Max JD} = 2\,427\,845 + 217,5 E.$$

Отклонения от этой формулы приведены в последнем столбце $O - C'$.

Дополнение I СПОСОБ НАИМЕНЬШИХ КВАДРАТОВ

Очень часто астрономам приходится решать следующую задачу. Пусть дано несколько уравнений, содержащих две неизвестные величины и имеющих вид

$$\begin{aligned} a_1x + b_1y &= c_1, \\ a_2x + b_2y &= c_2, \\ &\dots\dots\dots \\ a_nx + b_ny &= c_n. \end{aligned}$$

Здесь из измерений известны величины $a_1, a_2, \dots, a_n; b_1, b_2, b_3, \dots, b_n; c_1, c_2, \dots, c_n$ и неизвестны x и y .

Надо решить эту систему уравнений. Если бы эти уравнения были совершенно точными, то не было бы необходимости в таком количестве уравнений — было бы достаточно только двух. Вопрос осложняется тем обстоятельством, что каждое уравнение получено из измерений, а всякое измерение неизбежно содержит случайную ошибку. Поэтому уравнения должны быть заменены следующими:

$$\begin{aligned} a_1x + b_1y - c_1 &= e_1, \\ a_2x + b_2y - c_2 &= e_2, \\ &\dots\dots\dots \\ a_nx + b_ny - c_n &= e_n, \end{aligned}$$

где $e_1, e_2, \dots, e_n$ — неизвестные нам ошибки измерений. Такие уравнения называются условными.

Эту систему уравнений решить обыкновенными приемами невозможно, так как она содержит $n + 2$ неизвестных: $x, y, e_1, e_2, \dots, e_n$. Поэтому решают ее другим приемом, который называется способом наименьших квадратов. Мы не можем дать полного обоснования этого способа, так как для этого необходимо знание высшей математики, но все же его основную идею понять нетрудно.

Для простоты предположим, что у нас имеется два основных неизвестных x и y . Вычислим квадраты ошибок e_i и сложим их друг с другом. Мы получим сумму квадратов всех отклонений:

$$S = e_1^2 + e_2^2 + \dots + e_n^2 = (a_1x + b_1y - c_1)^2 + (a_2x + b_2y - c_2)^2 + \dots + (a_nx + b_ny - c_n)^2.$$

Естественно считать наилучшими значениями неизвестных x и y такие, при которых сумма квадратов ошибок S наименьшая. Такие значения называются наиболее вероятными, а способ их отыскания — способом наименьших квадратов.

Преобразуем выражение S , раскрыв скобки и объединив подобные члены:

$$\begin{aligned} S = & (a_1^2 + a_2^2 + \dots + a_n^2)x^2 + (b_1^2 + b_2^2 + \dots + b_n^2)y^2 + \\ & + (c_1^2 + c_2^2 + \dots + c_n^2) + 2(a_1b_1 + a_2b_2 + \dots + a_nb_n)xy - \\ & - 2(b_1c_1 + b_2c_2 + \dots + b_nc_n)y - 2(c_1a_1 + c_2a_2 + \dots + c_na_n)x. \end{aligned}$$

Для краткости обозначим коэффициенты так:

$$\begin{aligned} [a \cdot a] &= a_1^2 + a_2^2 + \dots + a_n^2, \\ [a \cdot b] &= a_1b_1 + a_2b_2 + \dots + a_nb_n, \\ [a \cdot c] &= a_1c_1 + a_2c_2 + \dots + a_nc_n, \\ [b \cdot b] &= b_1^2 + b_2^2 + \dots + b_n^2, \\ [b \cdot c] &= b_1c_1 + b_2c_2 + \dots + b_nc_n, \\ [c \cdot c] &= c_1^2 + c_2^2 + \dots + c_n^2. \end{aligned}$$

Все эти коэффициенты известны из уравнений и при изменении x и y не изменяются. Итак,

$$S = [a \cdot a]x^2 + [b \cdot b]y^2 + 2[a \cdot b]xy - 2[a \cdot c]x - 2[b \cdot c]y + [c \cdot c].$$

Наша дальнейшая задача состоит в том, чтобы найти значения x и y , при которых S было бы наименьшим.

Рассмотрим сначала более простую задачу. Пусть некоторая величина w зависит от переменной величины z следующим образом:

$$w = \alpha z^2 + 2\beta z + \gamma,$$

и требуется найти наименьшее значение w .

Выделим в w полный квадрат:

$$w = \left(\sqrt{\alpha} \cdot z + \frac{\beta}{\sqrt{\alpha}} \right)^2 + \gamma - \frac{\beta^2}{\alpha}.$$

Значение w становится наименьшим, когда выражение в скобке равно нулю и, следовательно,

$$\alpha z + \beta = 0.$$

Возвращаясь к решению нашей задачи, запишем величину S следующим образом:

$$S = [a \cdot a]x^2 + 2\{[a \cdot b]y - [a \cdot c]\}x + \{[b \cdot b]y^2 - 2[b \cdot c]y + [c \cdot c]\}.$$

Оставляя y неизменным, мы теперь легко убеждаемся в том, что S принимает наименьшее значение при x , удовлетворяющем уравнению

$$[a \cdot a]x + [a \cdot b]y - [a \cdot c] = 0.$$

Это уравнение называется первым нормальным уравнением. Аналогично, переписав по-новому выражение S , оставляя неизменным x и разыскивая наименьшее значение S при переменном y , мы придем ко второму нормальному уравнению:

$$[a \cdot b]x + [b \cdot b]y - [b \cdot c] = 0.$$

Итак, вероятнейшие значения x и y , при которых S имеет наименьшее значение, получаются из двух нормальных уравнений:

$$[a \cdot a]x + [a \cdot b]y = [a \cdot c], \quad [b \cdot a]x + [b \cdot b]y = [b \cdot c].$$

Эта система уравнений решается обычными приемами алгебры.

Полное развитие способа наименьших квадратов дает возможность вычисления не только вероятных значений неизвестных величин x и y , но и их вероятных ошибок. Можно легко обобщить способ наименьших квадратов и на такие условные уравнения, которые содержат любое число неизвестных величин $x, y, z, \dots$.

Пример. Пусть из наблюдений блеска звезд получена степенная шкала: $a = 0,0$; $b = 8,8$; $c = 12,9$; $d = 16,6$. Далее оказалось возможным получить из фотометрического каталога звездные величины: $m_a = 8^m, 53$; $m_b = 9^m, 00$; $m_c = 9^m, 30$; $m_d = 9^m, 56$. Требуется найти формулу, связывающую степени и звездные величины. Обозначая значение степени через p , а звездную величину, соответствующую блеску 0,0 степени, через m_0 , можно получить общий вид формулы

$$m = m_0 + p \cdot s,$$

где s — число степеней, измеряющих блеск данной звезды в полученной шкале. Используя наши данные, получаем систему уравнений

$$\begin{array}{ll} \text{для звезды } a & m_0 + 0,0p = 8,53; \\ \text{« } \text{ » } b & m_0 + 8,8p = 9,00; \\ \text{« } \text{ » } c & m_0 + 12,9p = 9,30; \\ \text{« } \text{ » } d & m_0 + 16,6p = 9,56. \end{array}$$

Все эти уравнения получены из наблюдений и потому неточны; мы называем их условиями. Надо составить нормальные уравнения и решить их относительно неизвестных m_0 и p . Выписываем колонки коэффициентов:

$$\begin{array}{llll} a_1 = 1; & b_1 = 0,0; & c_1 = 8,53; & a_1^2 = 1; & b_1^2 = 0,0; \\ a_2 = 1; & b_2 = 8,8; & c_2 = 9,00; & a_2^2 = 1; & b_2^2 = 77,44; \\ a_3 = 1; & b_3 = 12,9; & c_3 = 9,30; & a_3^2 = 1; & b_3^2 = 166,41; \\ a_4 = 1; & b_4 = 16,6; & c_4 = 9,56; & a_4^2 = 1; & b_4^2 = 275,56; \\ a_1b_1 = 0,0; & a_1c_1 = 8,53; & b_1c_1 = 0,00; \\ a_2b_2 = 8,8; & a_2c_2 = 9,00; & b_2c_2 = 79,200; \\ a_3b_3 = 12,9; & a_3c_3 = 9,30; & b_3c_3 = 119,970; \\ a_4b_4 = 16,6; & a_4c_4 = 9,56; & b_4c_4 = 158,696. \end{array}$$

Суммируя, находим

$$[a \cdot a] = 4; [a \cdot b] = 38,3; [a \cdot c] = 36,39; [b \cdot b] = 519,41; [b \cdot c] = 357,866.$$

Получаем нормальные уравнения:

$$4m_0 + 38,3p = 36,39, \quad 38,3m_0 + 519,41p = 357,866.$$

Решая, находим $m_0 = 8,51$, $p = 0,0618$. Итак, вероятная формула имеет такой вид:

$$m = 8,51 + 0,0618s.$$

Подставляя наблюдаемые значения s , получаем исправленные значения звездных величин звезд сравнения в соответствии со шкалой. Сводим все вместе в одну табличку:

Звезда	Степень	m из каталога	m из формулы	Разности Δ
a	0,0	8,53	8,51	-0,02
b	8,8	9,00	9,05	+0,05
c	12,9	9,30	9,31	+0,01
d	16,6	9,56	9,54	-0,02

Если вычисления выполнены верно, то сумма всех разностей, которые показаны в последней колонке, должна быть близка к нулю. В нашем случае так оно и есть.

Конечно, мы привели частный пример использования способа наименьших квадратов. Он широко применяется и при решении других задач. Аналогичные вычисления делаются при улучшении периодов переменных звезд.

Скажем в заключение несколько слов о том, как вычислить вероятные ошибки неизвестных. Для этого надо подставить полученные значения неизвестных во все условные уравнения и найти остающиеся отклонения Δ . В предыдущем примере они указаны в столбце «разности». Затем надо найти сумму квадратов остающихся отклонений $[\Delta \cdot \Delta]$. В нашем примере она равна

$$[\Delta \cdot \Delta] = 0,0034.$$

Полученную сумму надо разделить на число условных уравнений n , из которого вычитается число неизвестных величин k , и извлечь квадратный корень. Тогда ошибка единицы веса будет

$$\sigma_0 = \sqrt{\frac{[\Delta \cdot \Delta]}{n - k}} = \sqrt{0,0017} = 0,041. \quad (1.4)$$

Чтобы найти квадратичные ошибки неизвестных, надо решить такие уравнения:

$$\left. \begin{array}{l} [a \cdot a] A_x + [a \cdot b] K = 1 \\ [a \cdot b] A_x + [b \cdot b] K = 0 \end{array} \right\} \text{ и } \left. \begin{array}{l} [a \cdot a] M + [a \cdot b] A_y = 0, \\ [a \cdot b] M + [b \cdot b] A_y = 1 \end{array} \right\}$$

и определить из них величины A_x и A_y (K и M определять не нужно). В нашем примере решаем уравнения:

$$\left. \begin{array}{l} 4A_x + 38,3K = 1, \\ 38,3A_x + 519,4K = 0 \end{array} \right\} \text{ и } \left. \begin{array}{l} 4M + 38,3A_y = 0, \\ 38,3M + 519,4A_y = 1 \end{array} \right\}$$

и получаем величины

$$A_x = 0,85; \quad A_y = -0,0065; \quad \sqrt{A_x} = 0,9; \quad \sqrt{A_y} = 0,08.$$

Квадратичные ошибки неизвестных определяются из формул

$$\sigma_x = \sigma_0 \sqrt{A_x} = 0,041 \times 0,9 = 0,04;$$

$$\sigma_y = \sigma_0 \sqrt{A_y} = 0,041 \times 0,08 = 0,0033.$$

Итак, решение наших условных уравнений имеет вид

$$m_0 = 8,51 \pm 0,04; \quad p = 0,0618 \pm 0,0033,$$

и формула часто записывается в таком виде:

$$m = 8,51 + 0,0618s, \\ \pm 0,04 \pm 0,0033.$$

Приведем без вывода все необходимые сведения для решения условных уравнений

$$a_k x + b_k y + c_k z = l_k \quad (k = 1, 2, 3, \dots)$$

с тремя неизвестными по способу наименьших квадратов. Нормальные уравнения имеют такой вид:

$$\begin{array}{l} [a \cdot a] x + [a \cdot b] y + [a \cdot c] z = [a \cdot l], \\ [a \cdot b] x + [b \cdot b] y + [b \cdot c] z = [b \cdot l], \\ [a \cdot c] x + [b \cdot c] y + [c \cdot c] z = [c \cdot l]. \end{array}$$

Их решение дает значения x, y и z .

Далее вычисляются отклонения Δ и находится ошибка единицы веса σ_0 по формуле (1.4), где надо принять $k = 3$.

Для определения квадратичных ошибок неизвестных надо решить три системы уравнений. Первая из них

$$\begin{aligned} [a \cdot a] A_x + [a \cdot b] M + [a \cdot c] N &= 1, \\ [a \cdot b] A_x + [b \cdot b] M + [b \cdot c] N &= 0, \\ [a \cdot c] A_x + [b \cdot c] M + [c \cdot c] N &= 0 \end{aligned}$$

решается относительно A_x , и тогда $\sigma_x = \sigma_0 \sqrt{A_x}$.

Вторая система

$$\begin{aligned} [a \cdot a] M + [a \cdot b] A_y + [a \cdot c] N &= 0, \\ [a \cdot b] M + [b \cdot b] A_y + [b \cdot c] N &= 1, \\ [a \cdot c] M + [b \cdot c] A_y + [c \cdot c] N &= 0 \end{aligned}$$

решается относительно A_y и $\sigma_y = \sigma_0 \sqrt{A_y}$.

И, наконец, третья система имеет вид

$$\begin{aligned} [a \cdot a] M + [a \cdot b] N + [a \cdot c] A_z &= 0, \\ [a \cdot b] M + [b \cdot b] N + [b \cdot c] A_z &= 0, \\ [a \cdot c] M + [b \cdot c] N + [c \cdot c] A_z &= 1; \end{aligned}$$

ее решают относительно A_z и находят $\sigma_z = \sigma_0 \sqrt{A_z}$.

Дополнение II

РЕКОМЕНДАЦИИ НАБЛЮДАТЕЛЯМ ПЕРЕМЕННЫХ ЗВЕЗД

Мы уже говорили, что наблюдения переменных звезд представляют большую научную ценность. Некоторые из объектов требуют длительных регулярных наблюдений на протяжении больших промежутков времени. Для решения ряда задач вполне достаточно простых визуальных наблюдений.

Хотя в настоящее время известно свыше 20 тысяч переменных звезд и существуют как полные, так и сокращенные каталоги, мы выбрали 23 переменных звезды различных типов, которые рекомендуем начинающему наблюдателю для тренировочных наблюдений. Эти наблюдения будут также иметь и научное значение, если они будут систематическими.

В первом столбце таблицы XX приведены названия звезд, причем использованы сокращенные обозначения созвездий (см. табл. 4 стр. 292).

Далее приведены экваториальные координаты звезд для эпохи 1900 года, данные о максимальном (M) и минимальном (m) блеске, начальные моменты (M_0 — момент максимума, m_1 — момент главного минимума, m_2 — момент вторичного минимума) в юлианских днях и периоды в сутках. Эти данные могут служить исходными для вычисления эфемерид и для построения средних кривых блеска. В последнем столбце таблицы приведены (в долях периода) значения асимметрии e для пульсирующих звезд и продолжительности затмения D — для затменных.

Первые шесть звезд таблицы — затменные, следующие три звезды — типа RR Лиры, за ними следуют четыре цефеиды δ и две δW . Звезда δ Геркулеса — типа RV Тельца. За ней следуют три мириды.

Таблицу замыкают четыре неправильные переменные звезды. Как известно, неправильный красный гигант μ Цефея изменяет свой блеск циклически. В таблице указаны продолжительности циклов накладываются колебаний. Особенно хорошо повторяется цикл, имеющий длительность 4500 суток.

Две звезды типа RR Лиры — сама она и VZ Рака — обладают эффектом Блажко. Период эффекта у RR Лиры равен 41 суткам, а у VZ Рака — 0,7163 суток.

Таблица XX

Сведения об избранных переменных звездах

Звезда	(1900)		M	m	Начальный момент JD	Период	D, e
	α	δ					
RZ Cas	02 ^h 39 ^m 54 ^s	+69°42'9"	6 ^m ,4	7 ^m ,9	m_1 39785,483	1 ^d ,1952517	0,17
β Per	03 01 40	+40 34,2	2,1	3,4	m_1 41647,351	2,867325	,14
WW Aur	06 25 56	+32 31,5	5,7	6,4	m_1 36591,671	2,525019	
					m_2 36592,934	2,525019	,10
U Cep	00 53 25	+81 20,2	6,6	9,8	m_1 40874,301	2,49307	,16
β Lyr	18 46 23	+33 14,8	3,3	4,2	m_1 43531,56	12,9350	—
W UMa	09 36 44	+56 24,5	8,3	9,1	m_2 36611,716	0,3336384	—
VZ Cnc	08 35 27	+10 40,8	7,3	7,9	M_0 38823,320	0,1783639	,26
RR Lyr	19 22 16	+42 35,3	7,2	8,6	38215,365	0,566830	,19
CY Aqr	22 32 41	+01 01,0	10,5	11,2	M_0 35075,623	0,061038329	,23
SU Cas	02 43 03	+68 28,4	5,8	6,2	M_0 37645,789	1,949298	,38
RT Aur	06 22 08	+30 33,3	5,1	5,8	M_0 20957,466	3,728261	,27
ζ Gem	06 58 11	+20 43,0	3,7	4,2	M_0 34416,78	10,15082	,50
δ Cep	22 25 27	+57 54,2	3,5	4,3	M_0 27628,86	5,36641	,30
W Vir	13 20 52	+02 51,5	9,0	9,7	M_0 32697,783	17,2736	,47
AP Her	18 45 58	+15 49,3	10,4	11,2	—	10,408	,40
AC Her	18 26 02	+21 49,9	7,0	9,0	M_0 35052	75,4619	,23
α Cet	02 14 18	+03 26,1	2,0	10,1	M_0 38457	331,65	,36
R Leo	09 42 11	+11 53,5	4,4	11,3	M_0 37339	312,57	,43
χ Cyg	19 46 43	+32 39,6	3,3	14,2	M_0 38037	405,84	,41
μ Cep	21 40 27	+58 19,3	3,6	5,1	—	700; 900; 1100; 4500	—
R Cr B	15 44 27	+28 27,8	5,8	14,8	—	(51,6)	—
SS Cyg	21 38 47	+43 07,7	8,2	12,1	—	—	—
RY Tau	04 15 45	+28 12,4	9,3	12,3	—	—	—

SS Лебеда — звезда типа U Ближецов, т. е. новоподобная. Хотя ее вспышки происходят не вполне регулярно, в таблице приведено среднее значение цикла.

В таблице не указан начальный момент максимума α Геркулеса, так как у этой звезды период уменьшается в больших пределах и быстро, так что предсказать наступления эфемеридного максимума нельзя.

Наблюдателю надо не только отыскать на небе переменную звезду, но и знать звездные величины звезд сравнения, если он хочет превратить свою степенную шкалу в шкалу звездных величин. В таблице XXI приведены звездные величины звезд сравнения для ярких переменных: указаны величины V , показатели цвета $B - V$ и $U - B$, визуальные звездные величины m_v и спектральные классы. Для более слабых звезд, указанных в табл. XX, карты окрестностей и визуальные звездные величины звезд сравнения приведены в книгах В. П. Цесевича «Переменные звезды и способы их последования» (М.: Педагогика, 1970) и «Переменные звезды и их наблюдение» (М.: Наука, 1980). Некоторые из них можно найти в «Справочнике любителя астрономии» П. Г. Куликовского (Наука, 1971).

Каталог звезд сравнения для ярких переменных звезд

Звезда	V	B-V	U-B	Спектр. класс	m_v
β Персея					
α Персея	1 ^m .80	+0 ^m .48	+0 ^m .40	F5	1 ^m .90
δ »	3.03	-0.12	-0.50	B5	3.10
ε »	2.89	-0.18	-1.00	B0,5	2.96
ν »	3.77	+0.42	+0.30	F5	3.93
π »	4.70	+0.06	+0.12	A5	4.62
γ Андромеды	2.10	+1.21	+0.92	K2	2.18
α Треугольника	3.44	+0.49	+0.08	F6	3.68
β »	3.00	-0.16	+0.14	A5	3.08
β Лиры					
γ Лиры	3.23	-0.03	-0.08	B9	3.30
ζ »	4.35	+0.20	+0.15	A3	4.29
η »	4.38	-0.14	-0.67	B2	4.46
μ Геркулеса	3.42	+0.75	+0.40	G5	3.48
ξ »	3.71	+0.94	+0.70	G9	3.82
ζ Близнецов					
δ Близнецов	3.52	+0.34	+0.06	F0	3.51
ε »	2.98	+1.40	+1.47	G8	3.18
ι »	3.79	+1.03	+0.86	K0	3.89
λ »	3.59	+0.11	+0.10	A3	3.65
ρ »	4.17	+0.32	-0.03	F0	4.18
ν »	4.06	+1.54	+1.95	M0	4.22
δ, μ Цефея					
ε Цефея	4.20	+0.27	+0.06	F0	4.23
ζ »	3.36	+1.55	+1.72	K1	3.62
λ »	5.04	+0.23	-0.74	O6	5.19
ν »	4.29	+0.51	+0.13	A2	4.46
θ »	4.75	+0.29	-0.55	B2	4.89
α Кита					
α Кита	2.52	+1.63	+1.94	M2	2.82
γ »	3.47	+0.10	+0.07	A2	3.58
δ »	4.06	-0.21	-0.88	B2	4.04
κ »	4.84	+0.69	+0.20	G5	4.96
λ »	4.70	-0.12	-0.45	B5	4.69
μ »	4.28	+0.31	+0.08	F0	4.36
α Овна	2.00	+1.15	+1.12	K2	2.23
α Рыб	3.82	+0.02	-0.09	A2p	3.91

ПРИЛОЖЕНИЯ

Таблица 1

Греческий алфавит

Название буквы	Большая буква	Малая буква	Название буквы	Большая буква	Малая буква
Альфа	A	α	Ню	N	ν
Бета	B	β	Кси	Ξ	ξ
Гамма	Γ	γ	Омикрон	O	$\omicron$
Дельта	Δ	δ	Пи	P	π
Эпсилон	E	ε	Ро	R	ρ
Дзета	Z	ζ	Сигма	Σ	σ
Эта	H	η	Тау	T	τ
Тета	Θ	θ	Ипсилон	Y	υ
Иота	I	ι	Фи	Φ	φ
Каппа	K	κ	Хи	X	χ
Лямбда	Λ	λ	Пси	Ψ	ψ
Мю	M	μ	Омега	Ω	ω

Таблица 2

Поправки Δz для перевода единиц
звездного времени в единицы сред-
него

Часы			Минуты		
ts	As		ts	As	
1 ч. 0 м.	09,8 с.		1 м. 0,2 с.		
2 0	19,7		2 0,3		
3 0	29,5		3 0,5		
4 0	39,3		4 0,7		
5 0	49,2		5 0,8		
6 0	59,0		6 1,0		
7 1	08,8		7 1,2		
8 1	18,6		8 1,3		
9 1	28,5		9 1,5		
10 1	38,3		10 1,6		
11 1	48,1		11 1,7		
12 1	58,0		12 1,8		
13 2	07,8		13 1,9		
14 2	17,6		14 2,0		
15 2	27,4		15 2,1		
16 2	37,3		16 2,2		
17 2	47,1		17 2,3		
18 2	56,9		18 2,4		
19 3	06,8		19 2,5		
20 3	16,6		20 2,6		
21 3	26,4		21 2,7		
22 3	36,2		22 2,8		
23 3	46,1		23 2,9		

Секунды

ts	As
10 с. 0,0 с.	
20 0,0	
30 0,1	
40 0,1	
50 0,1	

Таблица 3

Поправки Δt для перевода единиц
среднего времени в единицы
звездного

Часы			Минуты		
ts	As		ts	As	
1 ч. 0 м.	09,9 с.		1 м. 0,2 с.		
2 0	19,7		2 0,3		
3 0	29,6		3 0,5		
4 0	39,4		4 0,7		
5 0	49,3		5 0,8		
6 0	59,1		6 1,0		
7 1	09,0		7 1,2		
8 1	18,8		8 1,3		
9 1	28,7		9 1,5		
10 1	38,6		10 1,6		
11 1	48,4		11 1,7		
12 1	58,3		12 1,8		
13 2	08,1		13 1,9		
14 2	18,0		14 2,0		
15 2	27,8		15 2,1		
16 2	37,7		16 2,2		
17 2	47,6		17 2,3		
18 2	57,4		18 2,4		
19 3	07,3		19 2,5		
20 3	17,1		20 2,6		
21 3	27,0		21 2,7		
22 3	36,8		22 2,8		
23 3	46,7		23 2,9		

Секунды

ts	As
10 с. 0,0 с.	
20 0,0	
30 0,1	
40 0,1	
50 0,1	

Названия созвездий

Латинское название	Прозвишение	Родительский падеж		Обозначение	Русское название
		наименование	произношение		
Andromeda	Андромеда	Andromedae	Андромеда	And	Андромеда
Aquarius	Аквариус	Aquarii	Аквариус	Aqr	Водолей
Aquila	Аквила	Aquilae	Аквила	Aql	Орел
Aries	Ариес	Arietis	Ариетис	Ari	Овен
Auriga	Аурига	Aurigae	Ауригэ	Aur	Возничий
Bootes	Ботес	Bootis	Ботис	Boo	Волопас
Camelopardalis	Камелопардалис	Camelopardalis	Камелопардалис	Cap	Жираф
Cancer	Кансер	Canceri	Канкри	Cnc	Рак
Canes Venatici	Канес Венатикси	Canum Venaticorum	Канум Ванатикорум	CVn	Гончие Псы
Canis Major	Канис Майор	Canis Majoris	Канис Майорис	CMa	Большой Пес
Canis Minor	Канис Минор	Canis Minoris	Канис Минорис	CMi	Малый Пес
Capricornus	Каприкорнус	Capricorni	Каприкорни	Cap	Козерог
Carina	Карина	Carinae	Каранэ	Car	Киль
Cassiopeja	Кассиопея	Cassiopejae	Кассиопея	Cas	Кассиопея
Centaurus	Центаурус	Centauri	Центаури	Cen	Центавр
Cepheus	Цефейс	Cephei	Цефей	Cep	Цефей
Cetus	Цетус	Ceti	Цети	Cet	Кит
Columba	Колумба	Columbae	Колумба	Col	Голубь
Coma Berenices	Кома Береницес	Comae Berenices	Кома Береницес	Com	Волосы Береники
Corona Australis	Корона Аустралис	Coronae Australis	Корона Аустралис	CrA	Южная Корона
Corona Borealis	Корона Бореалис	Coronae Borealis	Корона Бореалис	CrB	Северная Корона
Corvus	Корвус	Corvi	Корви	Crv	Ворон
Crater	Кратер	Crateris	Кратерис	Crz	Чаша
Cygnus	Цигнус	Cygni	Цитни	Cyg	Лебедь
Delphinus	Дельфинус	Delphini	Дельфини	Del	Дельфин
Draco	Драко	Draconis	Драконис	Dra	Дракон
Equuleus	Эквулеус	Equulei	Эквулеи	Equ	Малый Конь
Eridanus	Эриданус	Eridani	Эридани	Eri	Эридан
Forax	Форнакс	Foracis	Форнацис	For	Печь

Продолжение табл. 4

Латинское название	Прозвишение	Родительский падеж		Обозначение	Русское название
		наименование	произношение		
Gemini	Гемини	Geminorum	Геминорум	Gem	Близнецы
Hercules	Геркулес	Herculis	Геркулис	Hcr	Геркулес
Hydra	Гидра	Hydrae	Гидра	Hya	Гидра
Lacerta	Лакерта	Lacertae	Лакерта	Lac	Ящерица
Leo	Лео	Leonis	Леонис	Leo	Лев
Leo Minor	Лео Минор	Leonis Minoris	Леонис Минорис	LMi	Малый Лев
Lepus	Лепус	Leporis	Лепорис	Lep	Заяц
Libra	Либра	Librae	Либра	Lib	Весы
Lupus	Лупус	Lupi	Лупи	Lup	Волк
Lynx	Линкс	Lyncis	Линкс	Lyn	Рысь
Lyra	Лира	Lutae	Лиро	Lyr	Лира
Monoceros	Моноцерос	Monocerotis	Моноцеротис	Mon	Единорог
Ophiuchus	Офиухус	Ophiuchi	Офиухи	Oph	Змееносец
Orion	Орион	Orionis	Орионис	Ori	Орион
Pegasus	Пергаус	Pegasi	Пергаси	Peg	Пегас
Perseus	Персеус	Persei	Персей	Per	Персей
Pisces	Писцес	Piscium	Писциум	Psc	Рыбы
Piscis Austrinus	Писцис Аустринус	Piscis Austrini	Писцис Аустрини	PsA	Южная Рыба
Puppis	Пуппис	Puppis	Пуппис	Pup	Корма
Sagitta	Сagitта	Sagittae	Сagitта	Sgt	Стрела
Sagittarius	Сagitтариус	Sagittarii	Сagitтари	Sgr	Стрелец
Scorpius	Скорпиус	Scorpii	Скорпи	Sco	Скорпион
Scutum	Скутум	Scuti	Скути	Sct	Щит
Serpens	Серпенс	Serpentis	Серпентис	Ser	Змея
Sextans	Секстанс	Sextantis	Секстантис	Sex	Секстан
Taurus	Таурус	Tauri	Таури	Tau	Телец
Triangulum	Триангулум	Trianguli	Триангули	Tri	Треугольник
Ursa Major	Урса Майор	Ursae Majoris	Урса Майорис	UMa	Большая Медведица
Ursa Minor	Урса Минор	Ursae Minoris	Урса Минорис	UMi	Малая Медведица
Virgo	Вирго	Virginis	Виргинис	Vir	Дева
Vulpecula	Вульпекула	Vulpeculae	Вульпекула	Vul	Лисичка

Прецессия за один

δ α	-30°	-20°	-10°	0°	$+10^\circ$	$+20^\circ$	$+30^\circ$	$+40^\circ$
$0^h 00^m$	3 ^c ,07	3 ^c ,07	3 ^c ,07	3 ^c ,07	3 ^c ,07	3 ^c ,07	3 ^c ,07	3 ^c ,07
0 40	2,94	2,99	3,03	3,07	3,11	3,15	3,20	3,26
1 20	2,81	2,90	2,99	3,07	3,15	3,24	3,33	3,45
2 00	2,68	2,83	2,95	3,07	3,19	3,31	3,46	3,63
2 40	2,57	2,76	2,92	3,07	3,22	3,38	3,57	3,79
3 20	2,48	2,70	2,89	3,07	3,25	3,44	3,66	3,93
4 00	2,40	2,65	2,87	3,07	3,27	3,49	3,74	4,04
4 40	2,34	2,61	2,85	3,07	3,29	3,53	3,80	4,12
5 20	2,31	2,59	2,84	3,07	3,30	3,55	3,83	4,17
6 00	2,30	2,58	2,83	3,07	3,31	3,56	3,84	4,19
6 40	2,31	2,59	2,84	3,07	3,30	3,55	3,83	4,17
7 20	2,34	2,61	2,85	3,07	3,29	3,53	3,80	4,12
8 00	2,40	2,65	2,87	3,07	3,27	3,49	3,74	4,04
8 40	2,48	2,70	2,89	3,07	3,25	3,44	3,66	3,93
9 20	2,57	2,76	2,92	3,07	3,22	3,38	3,57	3,79
10 00	2,68	2,83	2,95	3,07	3,19	3,31	3,46	3,63
10 40	2,81	2,90	2,99	3,07	3,15	3,24	3,33	3,45
11 20	2,94	2,99	3,03	3,07	3,11	3,15	3,20	3,26
12 00	3,07	3,07	3,07	3,07	3,07	3,07	3,07	3,07
12 40	3,20	3,15	3,11	3,07	3,03	2,99	2,94	2,88
13 20	3,33	3,24	3,15	3,07	2,99	2,90	2,81	2,69
14 00	3,46	3,31	3,19	3,07	2,95	2,83	2,68	2,51
14 40	3,57	3,38	3,22	3,07	2,92	2,76	2,57	2,35
15 20	3,66	3,44	3,25	3,07	2,89	2,70	2,48	2,21
16 00	3,74	3,49	3,27	3,07	2,87	2,65	2,40	2,10
16 40	3,80	3,53	3,29	3,07	2,85	2,61	2,34	2,02
17 20	3,83	3,55	3,30	3,07	2,84	2,59	2,31	1,97
18 00	3,84	3,56	3,31	3,07	2,83	2,58	2,30	1,95
18 40	3,83	3,55	3,30	3,07	2,84	2,59	2,31	1,97
19 20	3,80	3,53	3,29	3,07	2,85	2,61	2,34	2,02
20 00	3,74	3,49	3,27	3,07	2,87	2,65	2,40	2,10
20 40	3,66	3,44	3,25	3,07	2,89	2,70	2,48	2,21
21 20	3,57	3,38	3,22	3,07	2,92	2,76	2,57	2,35
22 00	3,46	3,31	3,19	3,07	2,95	2,83	2,68	2,51
22 40	3,33	3,24	3,15	3,07	2,99	2,90	2,81	2,69
23 20	3,20	3,15	3,11	3,07	3,03	2,99	2,94	2,88
24 00	3,07	3,07	3,07	3,07	3,07	3,07	3,07	3,07

год ($\Delta\alpha$ и $\Delta\delta$)

$+45^\circ$	$+50^\circ$	$+55^\circ$	$+60^\circ$	$+65^\circ$	$+70^\circ$	$+75^\circ$	$+80^\circ$	$\Delta\delta$
3 ^c ,1	3 ^c ,1	3 ^c ,1	3 ^c ,1	3 ^c ,1	3 ^c ,1	3 ^c ,1	3 ^c ,1	$+20''$,1
3,3	3,3	3,4	3,5	3,6	3,7	3,9	4,4	$+19,7$
3,5	3,6	3,7	3,9	4,0	4,3	4,8	5,7	$+18,8$
3,7	3,9	4,0	4,2	4,5	4,9	5,6	6,9	$+17,4$
3,9	4,1	4,3	4,6	4,9	5,4	6,3	7,9	$+15,4$
4,1	4,3	4,5	4,8	5,3	5,9	6,9	8,9	$+12,9$
4,2	4,4	4,7	5,1	5,5	6,2	7,4	9,6	$+10,0$
4,3	4,6	4,9	5,2	5,8	6,5	7,8	10,2	$+6,9$
4,4	4,6	5,0	5,3	5,9	6,7	8,0	10,5	$+3,5$
4,4	4,7	5,0	5,4	5,9	6,7	8,1	10,6	0,0
4,4	4,6	5,0	5,3	5,9	6,7	8,0	10,5	$-3,5$
4,3	4,6	4,9	5,2	5,8	6,5	7,8	10,2	$-6,9$
4,2	4,4	4,7	5,1	5,5	6,2	7,4	9,6	$-10,0$
4,1	4,3	4,5	4,8	5,3	5,9	6,9	8,9	$-12,9$
3,9	4,1	4,3	4,6	4,9	5,4	6,3	7,9	$-15,4$
3,7	3,9	4,0	4,2	4,5	4,9	5,6	6,9	$-17,4$
3,5	3,6	3,7	3,9	4,0	4,3	4,8	5,7	$-18,8$
3,3	3,3	3,4	3,5	3,6	3,7	3,9	4,4	$-19,7$
3,1	3,1	3,1	3,1	3,1	3,1	3,1	3,1	$-20,1$
2,8	2,8	2,7	2,7	2,6	2,4	2,2	1,7	$-19,7$
2,6	2,5	2,4	2,3	2,1	1,8	1,4	0,5	$-18,8$
2,4	2,3	2,1	1,9	1,6	1,2	0,6	-0,7	$-17,4$
2,2	2,0	1,8	1,6	1,2	0,7	-0,1	-1,8	$-15,4$
2,0	1,8	1,5	1,3	0,9	0,3	-0,7	-2,7	$-12,9$
1,9	1,7	1,4	1,1	0,6	-0,1	-1,2	-3,5	$-10,0$
1,8	1,6	1,2	0,9	0,4	-0,4	-1,6	-4,0	$-6,9$
1,7	1,6	1,1	0,8	0,2	-0,5	-1,8	-4,4	$-3,5$
1,7	1,5	1,1	0,7	0,2	-0,6	-1,9	-4,5	0,0
1,7	1,6	1,1	0,8	0,2	-0,5	-1,8	-4,4	$+3,5$
1,8	1,6	1,2	0,9	0,4	-0,4	-1,6	-4,0	$+6,9$
1,9	1,7	1,4	1,1	0,6	-0,1	-1,2	-3,5	$+10,0$
2,0	1,8	1,5	1,3	0,9	0,3	-0,7	-2,7	$+12,9$
2,2	2,0	1,8	1,6	1,2	0,7	-0,1	-1,8	$+15,4$
2,4	2,3	2,1	1,9	1,6	1,2	0,6	-0,7	$+17,4$
2,6	2,5	2,4	2,3	2,1	1,8	1,4	0,5	$+18,8$
2,8	2,8	2,7	2,7	2,6	2,4	2,2	1,7	$+19,7$
3,1	3,1	3,1	3,1	3,1	3,1	3,1	3,1	$+20,1$

Дни юлианского периода

Год	Январь 0	Февраль 0	Март 0	Апрель 0	Май 0	Июнь 0	Июль 0	Август 0	Сентябрь 0	Октябрь 0	Ноябрь 0	Декабрь 0
1971	2 440 952	983	*011	*042	*072	*103	*133	*164	*195	*225	*256	*286
1972	2 441 317	348	377	408	438	469	499	530	561	591	622	652
1973	683	714	742	773	803	834	864	895	926	956	987	*017
1974	2 442 048	079	107	138	168	199	229	200	291	321	352	382
1975	413	444	472	503	533	564	594	625	656	686	717	747
1976	778	809	838	869	899	930	960	991	*022	*052	*083	*113
1977	2 443 144	175	203	234	264	295	325	356	387	417	448	478
1978	509	540	568	599	629	660	690	721	752	782	813	843
1979	874	905	933	964	994	*025	*055	*086	*117	*147	*178	*208
1980	2 444 239	270	299	330	360	391	421	452	483	513	544	574
1981	605	636	664	695	725	756	786	817	848	878	909	939
1982	970	*001	*029	*060	*090	*121	*151	*182	*213	*243	*274	*304
1983	2 445 335	366	394	425	455	486	516	547	578	608	639	669
1984	700	731	760	791	821	852	882	913	944	974	*005	*035
1985	2 446 066	097	125	156	186	217	247	278	309	339	370	400
1986	431	462	490	521	551	582	612	643	674	704	735	765
1987	796	827	855	886	916	947	977	*008	*039	*069	*100	*130
1988	2 447 161	192	221	252	282	313	343	374	405	435	466	496
1989	527	558	586	617	647	678	708	739	770	800	831	861

Звездочка означает, что первые четыре цифры нужно взять из второго столбца следующей строки.

Таблица 7

Превращение часов и минут в доли суток

Мину- ты	Часы											
	0	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11
0	0,0000	0,0417	0,0833	0,1250	0,1667	0,2083	0,2500	0,2917	0,3333	0,3750	0,4167	0,4583
1	0,0007	0,0424	0,0840	0,1257	0,1674	0,2090	0,2507	0,2924	0,3340	0,3757	0,4174	0,4590
2	0,0014	0,0433	0,0847	0,1264	0,1681	0,2097	0,2514	0,2931	0,3347	0,3764	0,4181	0,4597
3	0,0021	0,0438	0,0854	0,1271	0,1688	0,2104	0,2521	0,2938	0,3354	0,3771	0,4188	0,4604
4	0,0028	0,0444	0,0861	0,1278	0,1694	0,2111	0,2528	0,2944	0,3361	0,3778	0,4194	0,4611
5	0,0035	0,0451	0,0868	0,1285	0,1701	0,2118	0,2535	0,2951	0,3368	0,3785	0,4201	0,4618
6	0,0042	0,0458	0,0875	0,1292	0,1708	0,2125	0,2542	0,2958	0,3375	0,3792	0,4208	0,4625
7	0,0049	0,0465	0,0882	0,1299	0,1715	0,2132	0,2549	0,2965	0,3382	0,3799	0,4215	0,4632
8	0,0056	0,0472	0,0889	0,1306	0,1722	0,2139	0,2556	0,2972	0,3389	0,3806	0,4222	0,4639
9	0,0062	0,0479	0,0896	0,1312	0,1729	0,2146	0,2562	0,2979	0,3396	0,3812	0,4229	0,4646
10	0,0069	0,0486	0,0903	0,1319	0,1736	0,2153	0,2569	0,2986	0,3403	0,3819	0,4236	0,4653
11	0,0076	0,0493	0,0910	0,1326	0,1743	0,2160	0,2576	0,2993	0,3410	0,3826	0,4243	0,4660
12	0,0083	0,0500	0,0917	0,1333	0,1750	0,2167	0,2583	0,3000	0,3417	0,3833	0,4250	0,4667
13	0,0090	0,0507	0,0924	0,1340	0,1757	0,2174	0,2590	0,3007	0,3424	0,3840	0,4257	0,4674
14	0,0097	0,0514	0,0931	0,1347	0,1764	0,2181	0,2597	0,3014	0,3431	0,3847	0,4264	0,4681
15	0,0104	0,0521	0,0938	0,1354	0,1771	0,2188	0,2604	0,3021	0,3438	0,3854	0,4271	0,4688
16	0,0111	0,0528	0,0944	0,1361	0,1778	0,2194	0,2611	0,3028	0,3444	0,3861	0,4278	0,4694

Мину- ты	Часы											
	0	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11
17	0,0118	0,0535	0,0951	0,1368	0,1785	0,2201	0,2618	0,3035	0,3451	0,3868	0,4285	0,4701
18	0,0125	0,0542	0,0958	0,1375	0,1792	0,2208	0,2625	0,3042	0,3458	0,3875	0,4292	0,4708
19	0,0132	0,0549	0,0965	0,1382	0,1799	0,2215	0,2632	0,3049	0,3465	0,3882	0,4299	0,4715
20	0,0139	0,0556	0,0972	0,1389	0,1806	0,2222	0,2639	0,3056	0,3472	0,3889	0,4306	0,4722
21	0,0146	0,0562	0,0979	0,1396	0,1812	0,2229	0,2646	0,3062	0,3479	0,3896	0,4312	0,4729
22	0,0153	0,0569	0,0986	0,1403	0,1819	0,2236	0,2653	0,3069	0,3486	0,3903	0,4319	0,4736
23	0,0160	0,0576	0,0993	0,1410	0,1826	0,2243	0,2660	0,3076	0,3493	0,3910	0,4326	0,4743
24	0,0167	0,0583	0,1000	0,1417	0,1833	0,2250	0,2667	0,3083	0,3500	0,3917	0,4333	0,4750
25	0,0174	0,0590	0,1007	0,1424	0,1840	0,2257	0,2674	0,3090	0,3507	0,3924	0,4340	0,4757
26	0,0181	0,0597	0,1014	0,1431	0,1847	0,2264	0,2681	0,3097	0,3514	0,3931	0,4347	0,4764
27	0,0188	0,0604	0,1021	0,1438	0,1854	0,2271	0,2688	0,3104	0,3521	0,3937	0,4354	0,4771
28	0,0194	0,0611	0,1028	0,1444	0,1861	0,2278	0,2694	0,3111	0,3528	0,3944	0,4361	0,4778
29	0,0201	0,0618	0,1035	0,1451	0,1868	0,2285	0,2701	0,3118	0,3535	0,3951	0,4368	0,4785
30	0,0208	0,0625	0,1042	0,1458	0,1875	0,2292	0,2708	0,3125	0,3542	0,3958	0,4375	0,4792
31	0,0215	0,0632	0,1049	0,1465	0,1882	0,2299	0,2715	0,3132	0,3549	0,3965	0,4382	0,4799
32	0,0222	0,0639	0,1056	0,1472	0,1889	0,2306	0,2722	0,3139	0,3556	0,3972	0,4389	0,4806
33	0,0229	0,0646	0,1062	0,1479	0,1896	0,2312	0,2729	0,3146	0,3562	0,3979	0,4396	0,4812
34	0,0236	0,0653	0,1069	0,1486	0,1903	0,2319	0,2736	0,3153	0,3569	0,3986	0,4403	0,4819
35	0,0243	0,0660	0,1076	0,1493	0,1910	0,2326	0,2743	0,3160	0,3576	0,3993	0,4410	0,4826
36	0,0250	0,0667	0,1083	0,1500	0,1917	0,2333	0,2750	0,3167	0,3583	0,4000	0,4417	0,4833
37	0,0257	0,0674	0,1090	0,1507	0,1924	0,2340	0,2757	0,3174	0,3590	0,4007	0,4424	0,4840

Мину- ты	Часы											
	0	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11
38	0,0264	0,0681	0,1097	0,1514	0,1931	0,2347	0,2764	0,3181	0,3597	0,4014	0,4431	0,4847
39	0,0271	0,0688	0,1104	0,1521	0,1938	0,2354	0,2771	0,3188	0,3604	0,4021	0,4438	0,4854
40	0,0278	0,0694	0,1111	0,1528	0,1944	0,2361	0,2778	0,3194	0,3611	0,4028	0,4444	0,4861
41	0,0285	0,0701	0,1118	0,1535	0,1951	0,2368	0,2785	0,3201	0,3618	0,4035	0,4451	0,4868
42	0,0292	0,0708	0,1125	0,1542	0,1958	0,2375	0,2792	0,3208	0,3625	0,4042	0,4458	0,4875
43	0,0299	0,0715	0,1132	0,1549	0,1965	0,2382	0,2799	0,3215	0,3632	0,4049	0,4465	0,4882
44	0,0306	0,0722	0,1139	0,1556	0,1972	0,2389	0,2806	0,3222	0,3639	0,4056	0,4472	0,4889
45	0,0312	0,0729	0,1146	0,1562	0,1979	0,2396	0,2812	0,3229	0,3646	0,4062	0,4479	0,4896
46	0,0319	0,0736	0,1153	0,1570	0,1986	0,2403	0,2819	0,3236	0,3653	0,4069	0,4486	0,4903
47	0,0326	0,0743	0,1160	0,1576	0,1993	0,2410	0,2826	0,3243	0,3660	0,4076	0,4493	0,4910
48	0,0333	0,0750	0,1167	0,1583	0,2000	0,2417	0,2833	0,3250	0,3667	0,4083	0,4500	0,4917
49	0,0340	0,0757	0,1174	0,1590	0,2007	0,2424	0,2840	0,3257	0,3674	0,4090	0,4507	0,4924
50	0,0347	0,0764	0,1181	0,1597	0,2014	0,2431	0,2847	0,3264	0,3681	0,4097	0,4514	0,4931
51	0,0354	0,0771	0,1188	0,1604	0,2021	0,2438	0,2854	0,3271	0,3688	0,4104	0,4521	0,4938
52	0,0361	0,0778	0,1194	0,1611	0,2028	0,2444	0,2861	0,3278	0,3694	0,4111	0,4528	0,4944
53	0,0368	0,0785	0,1201	0,1618	0,2035	0,2451	0,2868	0,3285	0,3701	0,4118	0,4535	0,4951
54	0,0375	0,0792	0,1208	0,1625	0,2042	0,2458	0,2875	0,3292	0,3708	0,4125	0,4542	0,4958
55	0,0382	0,0799	0,1215	0,1632	0,2049	0,2465	0,2882	0,3299	0,3715	0,4132	0,4549	0,4965
56	0,0389	0,0806	0,1222	0,1639	0,2055	0,2472	0,2889	0,3306	0,3722	0,4139	0,4556	0,4972
57	0,0396	0,0812	0,1229	0,1646	0,2062	0,2479	0,2896	0,3312	0,3729	0,4146	0,4562	0,4979
58	0,0403	0,0819	0,1236	0,1653	0,2069	0,2486	0,2903	0,3319	0,3736	0,4153	0,4569	0,4986
59	0,0410	0,0826	0,1243	0,1660	0,2076	0,2493	0,2910	0,3326	0,3743	0,4160	0,4576	0,4993

Большие метеорные потоки *)

п/п №	Эпоха активности	Дата макс. активности	Название потока	Радант α δ	Час. число, r_h	Скорость (видимая), в км/сек	Примечание
1	Декабрь 27 — январь 7	Январь 3	Квадрантиды	230	+55°	35	В отдельные годы наблюдалось повышение активности
2	Апрель 18—26	Апрель 21	Лириды	270	+33	<10	Комета 1861 I. В 1803 и 1922 гг. наблюдались метеорные дожди ($r_h \approx 1800$)
3	Апрель 21—май 8	Май 4	η (У)-Аквариды	333	-4	12	Комета Галлея 1910 II.
4	Июль 23 — август 22	Июль 29	δ -Аквариды (N)	334	-5	5	Поток имеет две ветви: северную (N) и южную (S). Наиболее активная S ветвь.
5	Июль 9 — август 17	Август 11—12	δ -Аквариды (S)	338	-17	15	Комета 1862 III
6	Октябрь 8—10	Октябрь 10	Персеиды	45	+57	>60	Комета Джакобини — Циннера 1909 III. Метеорные дожди 1926, 1933 и 1946 гг.
7	Октябрь 18—26	Октябрь 22	Дракониды	262	+56	—	Комета Галлея 1910 II.
8	Ноябрь 8—22	Октябрь 17	Ориониды	94	+15	45	Метеорные дожди 1799, 1832—1833, 1866—1867, 1901, 1934, 1966 гг. Комета Темпеля — Туттля 1866 I.
9	Ноябрь 25 — декабрь 18	Декабрь 13	Леониды	152	+22	<10	Обильные поток северного неба
10	Декабрь 20—25	Декабрь 22	Геминиды	112	+33	до 100	Комета Туттля 1939 X. В 1945 г. ($r_h \approx 100$) и 1958 г. наблюдалось усиление активности; в обычные годы поток очень слабый

*) Таблица составлена А. К. Терентьевой.

Таблица 9

Прямоугольные координаты точек для построения гномонической сетки ($t_0=0^\circ$, $\delta_0=+30^\circ$)Абсцисса x

$t \backslash \delta$	-30°	-25°	-20°	-15°	-10°	-5°	0°	$+5^\circ$
0°	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00
5	15,18	13,84	12,80	11,96	11,25	10,64	10,10	9,61
10	30,78	28,02	25,88	24,15	22,71	21,46	20,36	19,37
15	47,24	42,90	39,54	36,84	34,59	32,65	30,94	29,40
20	65,13	58,90	54,13	50,31	47,13	44,42	42,03	39,88
25	85,17	76,60	70,10	64,93	60,66	57,02	53,84	51,00
30	108,48	96,74	88,03	81,17	75,55	70,80	66,67	62,99
35	136,3	120,4	108,8	99,68	92,33	86,17	80,85	76,16
40	171,5	149,4	133,5	121,4	111,7	103,7	96,89	90,90
45	218,4	186,5	164,3	147,8	134,9	124,4	115,5	107,8
50	285,8	236,8	204,5	181,2	163,5	149,3	137,6	127,6
55	393,7	310,8	260,3	225,8	200,5	180,8	164,9	151,6
60	600,0	433,3	345,0	289,6	251,1	222,5	200,0	181,6
65	—	682,2	492,5	390,6	326,2	281,2	247,6	221,2
70	—	—	—	579,3	451,7	372,2	317,3	276,4
75	—	—	—	—	710,3	535,4	430,9	360,6
80	—	—	—	—	—	—	654,9	507,3

Абсцисса x

$t \backslash \delta$	$+10^\circ$	$+15^\circ$	$+20^\circ$	$+25^\circ$	$+30^\circ$	$+5^\circ$	$+40^\circ$	$+45^\circ$
0°	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00
5	9,17	8,74	8,34	7,95	7,57	7,19	6,80	6,40
10	18,45	17,60	16,79	15,99	15,21	14,43	13,65	12,84
15	27,99	26,67	25,41	24,20	23,00	21,81	20,61	19,37
20	37,92	36,09	34,35	32,67	31,02	29,39	27,73	26,03
25	48,41	45,99	43,71	41,51	39,37	37,24	35,09	32,89
30	59,65	56,56	53,65	50,86	48,14	45,45	42,72	40,00
35	71,92	68,01	64,35	60,85	57,47	54,14	50,81	47,43
40	85,53	80,61	76,03	71,69	67,51	63,42	59,35	55,25
45	100,9	94,74	89,02	83,63	78,48	73,47	68,52	63,57
50	118,8	110,9	103,7	96,99	90,62	84,48	78,47	72,50
55	140,1	129,9	120,7	112,2	104,3	96,73	89,40	82,14
60	166,2	152,7	140,8	130,0	120,0	110,6	101,6	92,82
65	199,6	181,3	165,4	151,3	138,4	126,6	115,4	104,7
70	244,5	218,4	196,5	177,5	160,7	145,4	131,3	118,0
75	309,3	269,7	237,8	211,2	188,4	168,2	150,1	133,4
80	412,8	346,3	296,3	256,8	224,3	196,8	172,8	151,4
85	608,8	475,6	386,9	322,9	273,6	234,1	201,2	173,1
90	—	—	549,5	428,9	346,4	285,6	238,4	200,0
95	—	—	—	631,8	467,3	362,7	289,5	234,7
100	—	—	—	—	712,1	493,9	365,9	281,7
105	—	—	—	—	—	766,9	494,3	350,2
110	—	—	—	—	—	—	761,8	461,1

Ордината y

δ t	-30°	-25°	-20°	-15°	-10°	-5°	0°	$+5^\circ$
0°	-173,2	-142,8	-119,2	-100,0	-83,91	-70,02	-57,74	-46,63
5	-173,9	-143,3	-119,5	-100,2	-84,02	-70,07	-57,74	-46,59
10	-175,9	-144,6	-120,4	-100,8	-84,36	-70,22	-57,74	-46,47
15	-179,4	-147,0	-121,9	-101,8	-84,94	-70,48	-57,74	-46,26
20	-184,7	-150,5	-124,2	-103,2	-85,79	-70,85	-57,74	-45,95
25	-192,1	-155,3	-127,4	-105,3	-86,96	-71,37	-57,74	-45,54
30	-202,2	-161,9	-131,7	-108,0	-88,50	-72,04	-57,74	-45,01
35	-216,2	-170,8	-137,4	-111,5	-90,51	-72,91	-57,74	-44,32
40	-235,6	-182,9	-145,0	-116,2	-93,43	-74,04	-57,74	-43,45
45	-263,7	-199,7	-155,4	-122,4	-96,58	-75,50	-57,74	-42,34
50	-306,5	-224,2	-169,9	-130,9	-101,2	-77,43	-57,74	-40,91
55	-378,2	-262,0	-191,3	-143,0	-107,6	-80,04	-57,74	-39,04
60	-519,6	-327,1	-225,1	-161,2	-116,8	-83,69	-57,74	-36,55
65	—	-463,1	-286,1	-191,1	-131,0	-89,08	-57,74	-33,08
70	—	—	—	-248,5	-155,6	-97,75	-57,74	-28,02
75	—	—	—	—	-207,5	-113,7	-57,74	-20,02
80	—	—	—	—	—	—	-57,74	-5,70

Ордината y

δ t	$+10^\circ$	$+15^\circ$	$+20^\circ$	$+25^\circ$	$+30^\circ$	$+35^\circ$	$+40^\circ$	$+45^\circ$
0°	-36,40	-26,79	-17,63	-8,75	0,00	+8,65	+17,63	+26,79
5	-36,32	-26,69	-17,51	-8,60	+0,17	+8,93	+17,83	+27,00
10	-36,10	-26,38	-17,12	-8,16	+0,67	+9,48	+18,41	+27,62
15	-35,72	-25,85	-16,47	-7,40	+1,51	+10,40	+19,40	+28,66
20	-35,16	-25,09	-15,53	-6,31	+2,74	+11,73	+20,82	+30,16
25	-34,41	-24,06	-14,27	-4,84	+4,36	+13,50	+22,71	+32,13
30	-33,44	-22,73	-12,64	-2,97	+6,45	+15,76	+25,11	+34,64
35	-32,21	-21,05	-10,59	-0,61	+9,06	+18,58	+28,09	+37,74
40	-30,64	-18,93	-8,02	+2,32	+12,29	+22,04	+31,73	+41,52
45	-28,67	-16,28	-4,83	+5,95	+16,25	+26,27	+36,16	+46,07
50	-26,16	-12,94	-0,84	+10,44	+21,43	+31,43	+41,52	+51,58
55	-22,92	-8,68	+4,19	+16,04	+27,15	+37,74	+48,01	+58,11
60	-18,67	-3,17	+10,60	+23,09	+34,64	+45,51	+55,91	+66,03
65	-12,90	+4,15	+18,96	+32,13	+44,10	+55,17	+65,61	+75,60
70	-4,76	+14,19	+30,16	+43,98	+56,25	+67,37	+77,64	+87,29
75	+7,46	+28,66	+45,75	+60,01	+72,27	+83,06	+92,79	+101,7
80	+27,62	+51,07	+68,71	+82,65	+94,10	+103,8	+112,3	+119,8
85	+66,69	+89,98	+105,5	+116,7	+125,3	+132,2	+138,0	+142,9
90	—	—	+173,2	+173,2	+173,2	+173,2	+173,2	+173,2
95	—	—	—	283,8	+255,0	+236,7	+223,9	+214,3
100	—	—	—	—	+424,3	+347,1	+302,2	+272,5
105	—	—	—	—	—	+438,1	+360,9	+330,9
110	—	—	—	—	—	—	+727,7	+508,8

Абсцисса x

δ t	$+50^\circ$	$+55^\circ$	$+60^\circ$	$+65^\circ$	$+70^\circ$	$+75^\circ$	$+80^\circ$	$+85^\circ$
0	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00
5	5,98	5,53	5,04	4,50	3,90	3,19	2,36	1,33
10	11,99	11,08	10,10	9,02	7,80	6,39	4,71	2,64
15	18,07	16,69	15,20	13,56	11,71	9,58	7,05	3,95
20	24,26	22,39	20,36	18,13	15,63	12,76	9,37	5,24
25	30,61	28,19	25,60	22,76	19,58	15,94	11,67	6,50
30	37,15	34,15	30,94	27,44	23,54	19,11	13,94	7,73
35	43,94	40,29	36,41	32,19	27,53	22,27	16,18	8,93
40	51,04	46,66	42,03	37,03	31,55	25,41	18,37	10,08
45	58,52	53,31	47,83	41,97	35,60	28,53	20,51	11,18
50	66,47	60,28	53,84	47,03	39,68	31,62	22,58	12,21
55	74,97	67,65	60,11	52,21	43,79	34,67	24,58	13,19
60	84,17	75,50	66,67	57,53	47,93	37,67	26,49	14,09
65	94,22	83,91	73,56	63,01	52,09	40,60	28,31	14,90
70	105,3	93,01	80,85	68,67	56,27	43,46	30,00	15,63
75	117,8	103,0	88,60	74,51	60,45	46,21	31,57	16,26
80	132,0	113,9	96,89	80,55	64,61	48,84	32,98	16,79
85	148,4	126,2	105,81	86,80	68,74	51,31	34,22	17,20
90	167,8	140,0	115,47	93,26	72,79	53,59	35,27	17,50
95	191,4	156,0	126,01	99,94	76,73	55,66	36,09	17,66
100	221,1	174,7	137,6	106,8	80,50	57,40	36,67	17,70
105	259,8	197,2	150,5	113,9	84,02	58,83	36,99	17,59
110	313,6	224,9	164,9	121,1	87,21	59,86	37,00	17,34
115	394,2	260,4	181,3	128,3	89,93	60,42	36,68	16,94
120	534,7	368,1	200,0	135,5	92,06	60,43	36,04	16,40
125	—	—	221,8	142,3	93,40	59,82	35,02	15,70
130	—	—	—	148,6	93,76	58,51	33,61	14,85
135	—	—	—	153,8	92,87	56,40	31,80	13,86
140	—	—	—	157,2	90,49	53,45	29,59	12,72
145	—	—	—	—	86,34	49,59	26,98	11,46
150	—	—	—	—	80,16	44,80	23,97	10,07
155	—	—	—	—	71,77	39,09	20,61	8,57
160	—	—	—	—	61,08	32,50	16,92	6,98
165	—	—	—	—	48,18	25,14	12,95	5,31
170	—	—	—	—	33,34	17,14	8,76	3,57
175	—	—	—	—	17,06	8,69	4,42	1,80
180	—	—	—	—	0,00	0,00	0,00	0,00

Ордината y

δ t	$+50^\circ$	$+55^\circ$	$+60^\circ$	$+65^\circ$	$+70^\circ$	$+75^\circ$	$+80^\circ$	$+85^\circ$
0°	+36,40	+46,63	+57,74	+70,02	+83,91	+100,0	+119,2	+142,8
5	+36,61	+46,85	+57,96	+70,24	+84,12	+100,2	+119,3	+142,9
10	+37,25	+46,51	+58,62	+70,89	+84,75	+100,8	+119,8	+143,2
15	+38,34	+48,62	+59,74	+72,00	+85,80	+101,8	+120,6	+143,7
20	+39,88	+50,20	+61,32	+73,56	+87,29	+103,1	+121,7	+144,4
25	+41,93	+52,28	+63,41	+75,60	+89,23	+104,8	+123,1	+145,3
30	+44,51	+54,90	+66,02	+78,16	+91,65	+107,0	+124,9	+146,4
35	+47,69	+58,11	+69,21	+81,25	+94,56	+109,6	+127,0	+147,7

Продолжение табл. 9

δ	t	+50°	+55°	+60°	+65°	+70°	+75°	+80°	+85°
0°	40	+51,54	+61,98	+73,03	+84,93	+98,00	+112,6	+129,4	+149,2
5	45	+56,16	+66,59	+77,55	+89,26	+102,0	+116,1	+132,2	+150,9
10	50	+61,66	+72,04	+82,84	+94,28	+106,6	+120,1	+135,3	+152,7
15	55	+68,21	+78,46	+89,03	+100,1	+111,9	+124,7	+138,8	+154,7
20	60	+76,01	+86,03	+96,23	+106,8	+117,9	+129,7	+142,6	+156,9
25	65	+85,33	+94,95	+104,6	+114,4	+124,6	+135,3	+146,8	+159,3
30	70	+96,53	+105,5	+114,3	+123,2	+132,2	+141,6	+151,4	+161,8
35	75	+110,1	+118,0	+125,7	+133,3	+140,8	+148,4	+156,3	+164,5
40	80	+126,7	+133,0	+139,0	+144,8	+150,4	+156,0	+161,6	+167,3
45	85	+147,2	+151,1	+154,7	+158,0	+161,2	+164,2	+167,2	+170,2
50	90	+173,2	+173,2	+173,2	+173,2	+173,2	+173,2	+173,2	+173,2
55	95	+206,7	+200,5	+195,3	+190,7	+186,6	+182,9	+179,5	+176,3
60	100	+251,2	+234,8	+221,7	+210,9	+201,6	+193,4	+186,1	+179,4
65	105	+312,5	+278,9	+253,8	+234,2	+218,2	+204,7	+193,0	+182,6
70	110	+401,5	+336,9	+293,2	+261,3	+236,7	+216,8	+200,1	+185,8
75	115	+540,9	+416,0	+342,2	+292,9	+257,1	+229,6	+207,4	+189,0
80	120	+787,2	+529,0	+404,1	+329,6	+279,5	+243,0	+214,8	+192,1
	125	—	—	+483,8	+372,5	+304,0	+257,0	+222,3	+195,2
	130	—	—	—	+422,5	+330,5	+271,4	+229,6	+198,1
	135	—	—	—	+480,7	+359,0	+286,0	+236,8	+200,9
	140	—	—	—	+547,9	+388,9	+300,6	+243,7	+203,5
	145	—	—	—	—	+419,8	+314,9	+250,3	+205,9
	150	—	—	—	—	+450,9	+328,4	+256,3	+208,1
	155	—	—	—	—	+481,0	+340,9	+261,6	+210,0
	160	—	—	—	—	+508,8	+351,8	+266,2	+211,6
	165	—	—	—	—	+532,8	+360,9	+269,8	+212,8
	170	—	—	—	—	+551,3	+367,6	+272,5	+213,7
	175	—	—	—	—	+563,1	+371,8	+274,2	+214,3
	180	—	—	—	—	+567,1	+373,2	+274,7	+214,5